Kapitel 1

Die Sonne

In diesem Kapitel werden nach einer kurzen historischen Einleitung die Charakteristika der Sonne dargestellt. Der Schwerpunkt liegt insbesondere auf den Aktivitätserscheinungen der Sonne und dafür verwendeten Indizes sowie auf der Betrachtung der verschiedenen Bereiche des Sonnenspektrums. Im letzten Abschnitt erfolgt dann eine Überleitung zur Strahlungsbilanz des Klimasystems.

1.1 Historisches

Der folgende kurze geschichtliche Rückblick soll zeigen, dass sich die Menschen schon seit Jahrtausenden mit der Sonne und ihrer Variabilität beschäftigten. Viele Phänomene konnten aber erst sehr viel später erklärt werden bzw. sind auch heute immer noch nicht vollständig verstanden. Diese sehr frühen und genauen astronomischen Beobachtungen unter anderem der Sonne führten zur Entwicklung von verschiedenen Zeitmaßen und Kalendern, z. B. zum 24-Stunden Tag, zum heute in der westlichen Welt gebräuchlichen (Sonnen-)Kalender oder dem auf die Babylonier zurückgehenden Mondkalender. Viele Bauten und Pyramiden in Mexiko, Guatemala und Ägypten zeugen auch heute noch von dieser präzisen Beobachtungskunst. Sie wurden so konstruiert, dass die Sonne oder ein anderer Himmelskörper zu bestimmten Zeiten (z. B. zur Sommersonnenwende) an einem bestimmten Punkt (über einem Tempelbau) unterging/erschien oder eine sonst dunkle Kammer genau zu diesem Tag mit Licht erfüllt wurde. Berühmte Beispiele hierfür sind die Ventilationsschächte der Königskammer in der großen Pyramide von Giseh und die Tempelanlage in Teotihuacán (Krupp, 1980). Seit dem 3. Jahrtausend v. Chr. gibt es Berichte aus Südamerika, Mesopotamien, Ägypten, China und Indien über die Vorhersage von Sonnen- und Mondfinsternissen (z. B. Lermer, 2000). Eine besondere Bedeutung erlangte die Sonne z. B. in der ägyptischen[1)], chinesischen und japanischen Religion. Japan trägt auch heute noch die Sonne als Symbol auf seiner Landesfahne und wird in der Landessprache als „Land der aufgehenden Sonne“ (jap. Nippon=Ursprung der Sonne) bezeichnet.
Auch die Menschen in der Bronzezeit - und wahrscheinlich bereits die Jäger und Sammler - interessierten sich für die Geschehnisse am Himmel. Ein einzigartiges Zeugnis aus dieser Zeit ist die im Sommer 2002 in Nebra (Sachsen-Anhalt) gefundene Himmelsscheibe (Abb. 1.1), die die früheste bekannte konkrete Himmelsdarstellung der Menschheitsgeschichte darstellt

[1)] Z. B. wurde die Sonne (Aton) unter dem Pharao Amenophis IV. (1364-1347 v. Chr.) zur einzigen Gottheit erklärt und der Pharao selber nahm den Namen Echnaton - der dem Aton Wohlgefällige - an (Lermer, 2000).

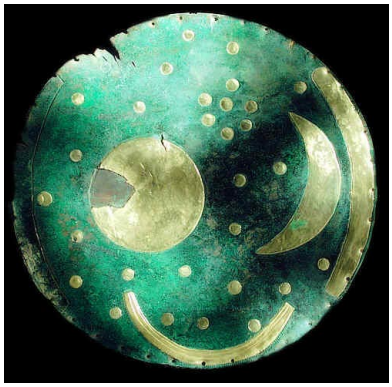

Abbildung 1.1: Die Himmelsscheibe von Nebra; Quelle: http://www.archalsa.de/sterne/

(Schlosser, 2002). Auf der 3600 Jahre alten Bronzescheibe sind Sonne, Mond und Sterne dargestellt. Die chaotisch verstreuten Sterne entsprechen dem natürlichen Erscheinungsbild des Nachthimmels und enthalten vermutlich das Siebengestirn, die Plejaden (markante, helle Sterne eines Sternhaufens) sowie Markierungen für die Horizontdurchläufe der Sonne zur Sommer- und Wintersonnenwende (Krome, 2002).
Die ältesten Beobachtungen (ca. 800 v. Chr) von Sonnenflecken mit bloßem Auge stammen aus China (Charbonneau, 2000). Mit der Entdeckung des Fernrohres 1608 konnten dann auch die Phänomene auf der Sonnenoberfläche untersucht werden. 1610 entdeckten Johann Goldsmid (1587-1616) in Holland, Thomas Harriot (1560-1621) in England, Galileo Galilei (1564-1642) in Italien und Christoph Schreiner (1575-1650) in Deutschland etwa gleichzeitig die Sonnenflecken. Bevor man Fotos von den Sonnenflecken machen konnte, gab es zahlreiche Physiker, die die Sonnenflecken und ihre Charakteristika bereits sehr genau zeichneten.
Im Folgenden wird nun genauer auf den heutigen Stand der Wissenschaft zur Sonne eingegangen.

1.2 Entstehung, Lage und Aufbau der Sonne

Die Sonne ist ein Stern durchschnittlicher Größe, der zusammen mit unserem Sonnensystem (Heliosphäre) vor ungefähr 4,6 Milliarden Jahren durch die Verdichtung einer interstellaren Wolke entstand (Schrijver und Title, 2001). Sie befindet sich etwa 8.5 kpc[2)] (ca. 30.000 Lichtjahre[3)]) vom Zentrum unserer spiralförmig aufgebauten Galaxis entfernt (Abb. 1.2, rechts) und liegt in der Nähe einer riesigen rotierenden Scheibe, die aus sehr vielen Sternen besteht (Abb. 1.2, links). Diese Sterne sind soweit von der Erde entfernt, dass wir sie nur als schwaches Lichtband, die sogenannte Milchstraße wahrnehmen. Zusammen mit den Sternen in ihrer Umgebung bewegt sich die Sonne mit einer Geschwindigkeit von 220 km/s in ungefähr 200 Millionen Jahren einmal um das Zentrum der Galaxis.

[2)] Das Kiloparsek (kpc) steht in direkter Beziehung zur sogenannten Astronomischen Einheit (AE) (s.u.). Der Erdbahnradius von 1 AE erscheint von einem 1 pc entfernten Stern unter dem Winkel von 1 Bogensekunde. 1 pc = 206.264,806 AE = $3{,}0856776 \times 10^{16}$ m $\approx$ 30 Milliarden km. (Bergmann et al., 2002)

[3)] Das Lichtjahr (ly) ist eine vom pc unabhängige Größe, die die Laufzeit des Lichtes angibt: 1 ly = $9{,}460730472 \times 10^{15}$ m (Bergmann et al., 2002).

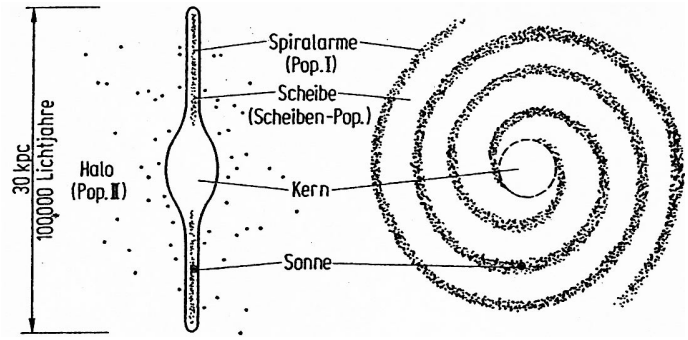

Abbildung 1.2: Schematischer Aufbau unserer Galaxis. Links: Schnitt senkrecht zur Symmetrieebene. Die Punkte repräsentieren die kugelförmigen Sternhaufen. (Bergmann et al., 2002)

Die Sonne ist der uns am nächsten stehende Stern, um den sich die Erde sowie acht andere Planeten[4)] auf ellipsenförmigen Bahnen bewegen. Sterne sind im Gegensatz zu den Planeten selbstleuchtende Objekte, die sich in kleineren und größeren Gruppen im Raum verteilt befinden und charakteristische Muster bilden (Sternbilder). Die Nähe der Sonne ermöglicht eine Untersuchung ihrer äußeren Schichten und liefert somit wichtige Hinweise für den Aufbau anderer Sterne. Ihre Zustandsgrößen (siehe Tab. 1.1) konnten sehr genau bestimmt werden und werden als Bezugsgrößen oder Maßeinheiten für andere Sterne benutzt (Bergmann et al., 2002). Der mittlere Abstand zwischen der Sonne und der Erde (die große Halbachse a der schwach elliptischen Erdbahn) wurde als eine Astronomische Einheit (AE) definiert, beträgt 149.598.000 km $\equiv$ 1 AE, und wird für die Bestimmung von Sternentfernungen benutzt (z. B. Bergmann et al., 2002). Dieser mittlere Abstand variiert allerdings zwischen $1,471 \times 10^{11}$ m im Perihel (sonnennächster Punkt der Erdumlaufbahn im Januar) und $1,521 \times 10^{11}$ m im Aphel (sonnenfernster Punkt im Juli) (Stix, 2002).
Sterne unterscheiden sich durch ihre Helligkeit und ihre Farbe, die Rückschlüsse auf ihre Oberflächentemperatur zulassen. Im sogenannten Hertzsprung-Russell Diagramm können Sterne anhand ihrer Helligkeit und ihrer Oberflächentemperatur/Farbe eingeordnet werden. Die Sonne ist hiernach ein gelber Stern vom Spektraltyp G2V mit einer relativ geringen Temperatur und einer relativ langsamen Rotation (Stix, 2002). Historisch bedingt werden die einzelnen Spektraltypen von Sternen mit den Buchstaben O, B, A, F, G, K und M[5)] bezeichnet und zu einer verfeinerten Unterteilung mit der Anzahl der für ihre Identifikation benötigten Spektrallinien (siehe Abschnitt 1.4.1). Sterntypen des Bereiches F, G und K, wie z. B. die Sonne, lassen sich bereits mit zwei Linien eindeutig klassifizieren (deswegen G2, „V“ beschreibt die Leuchtkraftklasse) (Bergmann et al., 2002).
Die Sonne ist - wie jeder andere Stern - eine Kugel aus heißem Gas, in der der Druck von innen nach außen abnimmt. Dabei herrscht ein Gleichgewicht zwischen dem nach außen gerichteten

[4)] Reihenfolge der Planeten vom sonnennächsten zum -fernsten: Merkur, Venus, Erde, Mars, Jupiter, Saturn, Uranus, Neptun und Pluto.

[5)] Diese Spektralsequenz stellte eine Ordnung von Sternen der Hauptreihe nach sinkender Oberflächentemperatur dar (Lermer, 2000), die mit einer Farbklassifikation verbunden ist, welche von blau (O) über weiß (A) zu gelb (G) und rot (M&N) reicht (Hoyt und Schatten, 1997). Seit ihrer Entstehung hat die Sonne einen Anstieg der Oberflächentemperatur und damit einen Anstieg ihrer Leuchtkraft von 30% erlebt, der mit einer Farbänderung von rötlich bis zum heutigen gelb einherging. Für die Zukunft wird mit einem weiteren Anstieg der Helligkeit der Sonne gerechnet, der eventuell zu einem Verlassen der Hauptgruppe und der Umwandlung der Sonne in einen roten Riesenstern verbunden sein könnte (Hoyt und Schatten, 1997).

Radius[1)]	$R_\odot$ = (6,960±0,001)×10^8 m = 109 Erdradien
Masse	$M_\odot$ = (1,9889±0,0003)×10^{30} kg = 333.000 Erdmassen
Mittlere Dichte	$\rho_\odot$ = 1,408 g/cm^3 = 0,26 · Erddichte
Schwerebeschleunigung an der Oberfläche	$G_\odot$ = 274,0 m/s^2 ≈ 28 · Erdbeschleunigung
Leuchtkraft	$L_\odot$ = (3,844±0,010)×10^{26} W
Solarkonstante	S = 1367 ± 3 W/m^2
Effektive Temperatur	T_{eff} = 5778 ± 3 K

Tabelle 1.1: Ausgewählte Zustandsgrößen der Sonne (nach: Bergmann et al., 2002; Schaifers und Traving, 1984). [1)]Der Sonnenradius ist wellenlängenabhängig: im Kontinuum um $\lambda = 700$ nm erscheint die Sonne um ≈0,1" größer als bei $\lambda = 400$ nm. Die angegebenen Werte beziehen sich auf eine Wellenlänge zwischen 500 und 600 nm (Stix, 2002).

Druck und der nach innen gerichteten Eigengravitation (hydrostatisches Gleichgewicht) (Bergmann et al., 2002). Das Sonnengas besteht aus 92,1% Wasserstoff, 7,8% Helium und 0,1% der schwereren Elemente, wie z. B. Sauerstoff (0,061%), Kohlenstoff (0,030%), Stickstoff (0,0084%), Neon (0,0076%), Eisen (0,0037%), Silizium (0,0031%), Magnesium (0,0024%), Schwefel (0,0015%) und anderen (0,0015%) (Hoyt und Schatten, 1997). Die Sonne rotiert im gleichen Drehsinn um ihre Achse wie der Umlaufsinn der Planeten. Ihre Rotation kann man am besten anhand der Bewegung der Sonnenflecken beobachten, welche von Ost nach West bzw. von links nach rechts wandern[6)] (Gondolatsch et al., 1978). Am Äquator beträgt die Rotationsgeschwindigkeit 2 km/s, was einer Rotationsdauer von 25 Tagen entspricht. Mit zunehmender heliographischer Breite nimmt die Rotationsgeschwindigkeit ab (27 Tage bei einer Breite von $\pm 40°$, ca. 37 Tage an den Polen), weshalb man von differentieller Rotation spricht (Bergmann et al., 2002) (siehe Abb. 1.8).

Die Sonne besteht aus einem Kern, einer Strahlungszone und einer Konvektionszone, über der sich die Photosphäre befindet, die als eigentliche Sonnenoberfläche angesehen wird (siehe Abb. 1.3). Aus der Photosphäre stammt die meiste der in der Erdatmosphäre ankommenden Strahlung und somit ein Großteil der Informationen, die wir über die Sonne haben. Über der Photosphäre erstreckt sich die sogenannte Chromosphäre, in der ein sehr starker Temperaturanstieg stattfindet und darüber die Korona, die man während einer totalen Sonnenfinsternis sehen kann (Abb. 1.3). Diese unterschiedlichen Schichten der Sonne haben unterschiedliche Charakteristika, die im Folgenden näher betrachtet werden. Heutige Kenntnisse der Sonne beruhen auf Sonnenbeobachtungen, mit denen Modelle entworfen wurden, um die Prozesse auf der Sonne nachzuvollziehen. Einige Prozesse auf der Sonne, wie z. B. der Sonnendynamo (siehe Abschnitt 1.3) sind allerdings immer noch nicht hunderprozentig vestanden.

1.2.1 Das Sonneninnere

Im **Kern** (ca. 2/10 des Sonnenradius $R_\odot$, Abb. 1.3: „core") der Sonne befinden sich 35% der gesamten Sonnenmasse und es herrschen Temperaturen zwischen 13,5 bis 15,6 Millionen K, weswegen die Hauptbestandteile der Sonne, Wasserstoff und Helium vollkommen ionisiert sind. Sie bilden ein Plasma aus Elektronen, Protonen und Atomkernen, welches sich wie ein

[6)]Bei dieser Definition befindet sich Norden oben, Süden unten, Osten links und Westen rechts. Durch ein astronomisches Fernrohr oder Teleskop sieht man das Bild der Sonne auf dem Kopf, d.h. Süden oben und Norden unten, Westen links und Osten rechts. Dreht man das Bild, so dass Norden oben ist, kommt es zu der beschriebenen Lage von Ost und West, die scheinbar entgegengesetzt zu den irdischen Beziehungen ist.

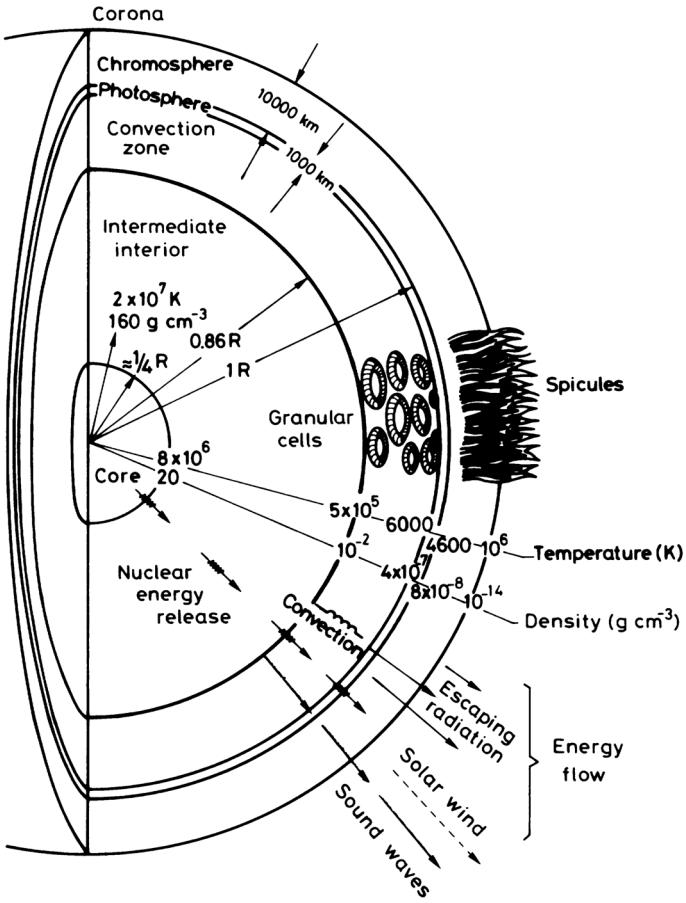

Abbildung 1.3: Schematische Darstellung der Sonne (Brasseur und Solomon, 1984).

ideales Gas verhält. Im Innern ist die Dichte des Gases am größten und entspricht in etwa der zwölffachen Dichte von Blei, mit zunehmendem Abstand vom Zentrum nimmt die Dichte ab. Die Energieerzeugung der Sonne findet durch Kernfusion nach dem Äquivalenzprinzip zwischen Masse und Energie von Albert Einstein (1879-1955) $E = m \cdot c^2$ statt. Beim Verschmelzen von vier Wasserstoffkernen entsteht ein Heliumkern $({}^4He)$[7], dabei wird die überschüssige Masse in frei werdende Energie umgewandelt (Gondolatsch et al., 1978). Die wichtigsten Fusionsreaktionen sind die Proton-Proton (pp-) Ketten ppI, ppII und ppIII, die zu 98,8% zur Energieerzeugung in der Sonne beitragen (siehe Tab. 1.2, links). Neben den pp-Ketten liefert auch der sogenannte CNO-Zyklus (siehe Tab. 1.2, rechts), der als erstes von C. F. von Weizsäcker (1938) und H. Bethe (1939) untersucht wurde, einen wenn auch deutlich geringeren Beitrag von 1,2% zur Energiegewinnung (Stix, 2002). Beim CNO-Zyklus wirken die Isotope von C, N und O als Katalysatoren, das heißt sie nehmen an den Reaktionen teil und werden immer wieder neu gebildet. Ob die Energiegewinnung über eine pp-Kette oder den CNO-Zyklus stattfindet ist stark temperaturabhängig. Die pp-Kette findet ab ca. 5 Millionen K statt, bei Temperaturen von 10 Millionen K setzt dann auch der CNO-Zyklus ein, der aber erst bei

[7] hochgestellt: Gesamtanzahl von Protonen und Neutronen.

	pp-Ketten			CNO-Zyklus		
	Reaktion	Q'[MeV]	Q_{ν_e}[MeV]	Reaktion	Q'[MeV]	Q_{ν_e}[MeV]
ppI	p(p,$e^+\nu_e$)d	1,177	0,265	^{12}C(p,γ)^{13}N	1,944	
	d(p,γ)^{3}He	5,494		^{13}N(,$e^+\nu_e$)^{13}C	1,513	0,707
	^{3}He(^{3}He,2p)α	12,860		^{13}C(p,γ)^{14}N	7,551	
				^{14}N(p,γ)^{15}O	7,297	
ppII	^{3}He(α,γ)^{7}Be	1,586		^{15}O(,$e^+\nu_e$)^{15}N	1,757	0,997
	^{7}Be(e^-,$\nu_e\gamma$)^{7}Li	0,049	0,815	^{15}N(p,α)^{12}C	4,966	
	^{7}Li(p,α)α	17,346				
ppIII	^{7}Be(p,γ)^{8}B	0,137				
	^{8}B(,$e^+\nu_e$)^{8}Be*	8,367	6,711			
	^{8}Be*(,α)α	2,995				

Tabelle 1.2: Kernreaktionen der pp-Ketten (links) und des CNO-Zyklus (rechts). Die Wasserstoff- und Heliumisotope werden mit ^{1}H=p, ^{2}H=d, ^{4}He=α und ^{3}He bezeichnet. Ein „*“ kennzeichnet einen Kern, der sich in einem angeregten Zustand befindet. Die Energieabgabe pro Reaktion ist $Q = Q' + Q_{\nu_e}$, wobei Q' der Teil ist, der an das Wärmebad in dem die Reaktion stattfindet abgegeben wird, und Q_{ν_e} die Energie, die von den Neutrinos mitgenommen wird. Beispielsweise bedeutet die erste Reaktion der ppI-Kette, dass zwei Wasserstoffprotonen (p) zu einem schweren Wasserstoffkern (d=Deuteron) verschmelzen, wobei ein Positron (e^+) und ein Neutrino (ν_e) entstehen. Erst nach zwei weiteren Reaktionen ist die ppI-Kette mit der Bildung von ^{4}He=α abgeschlossen. Die reagierenden Teilchen stehen immer vor, die resultierenden Partikel nach dem Komma; diese Schreibweise wird in der Kernphysik verwendet (in Anlehnung an: Stix, 2002).

Temperaturen von 20 Millionen K bedeutender als die pp-Kette wird. Da im Innern der Sonne Temperaturen von ungefähr 8-15 Millionen K herrschen, überwiegt die pp-Reaktion. Bei den ablaufenden Reaktionen entstehen Elektronen-Neutrinos (ν_e), elektrisch neutrale Teilchen, die kaum Reaktionen mit Materie eingehen und daher die Sonne ungehindert verlassen können. Bei passender Abstrahlungsrichtung erreichen sie weniger als 8 Minuten nach ihrer Entstehung die Erde, wo sie nachgewiesen werden können (Lermer, 2000). Langjährige Messungen ergaben allerdings nur etwa 1/4 des erwarteten Neutrinoflusses. Inzwischen weiß man, dass die verwendete Meßmethode nur einen Teil der Neutrinos mit Energien über 0,8 MeV erfasste. Solare Neutrinos mit Energien unter 0,42 MeV können erst seit 1991 gemessen werden und die verbliebene Differenz zwischen Messung und Erwartung konnte mit der Umwandlung von Elektronen-Neutrinos (ν_e) in Myonen-Neutrinos (ν_μ) und Tauonen-Neutrinos (ν_τ) erklärt werden (Bergmann et al., 2002). Neben den Neutrinos entstehen auch noch elektromagnetische Gammaquanten (γ) und Positronen (e^+), die sich nur durch die positive Ladung von Elektronen unterscheiden und sofort wieder mit den reichlich vorhandenen Elektronen verschmelzen: $e^+ + e^- \rightarrow 2\gamma + \Delta E$ (Lermer, 2000). Der Massenverlust durch Kernfusionsprozesse (die Sonne verliert jede Sekunde 4,25 Millionen Tonnen Masse) ist auch über größere Zeiträume aufsummiert minimal im Vergleich zur Gesamtmasse der Sonne (Lermer, 2000).
An den Kern schließt sich die **Strahlungszone** (0,25$R_\odot$<r<0,7-0,86$R_\odot$, Abb. 1.3: „intermediate interior“)[8)] an, in der die Temperatur von etwa 10 Millionen K auf ungefähr 0,5 bis 1,5

[8)] Die Werte für die Größe der einzelnen Schichten sowie deren Temperatur und Dichte schwankt in der Literatur. Es wurde versucht sowohl die aktuellsten Literaturwerte zu verwenden (Stix, 2002) als auch die

Millionen K sinkt und sich 64% der Sonnenmasse befinden. Der Transport der im Kern durch Wasserstofffusion freigewordenen Energie findet durch Strahlungsvorgänge statt, bei denen vielfältige Emissions- und Absorptionsprozesse auftreten. Die Sonne ist ein riesiges thermodynamisches System, bei dem nur der Temperaturunterschied zwischen dem heißen inneren und dem relativ kalten äußeren Bereich für den Energietransport verantwortlich sein kann (Lermer, 2000). Dieser Energietransport von Wärme kann grundsätzlich über drei verschiedene Arten stattfinden: über Wärmeleitung, -strahlung oder -konvektion. Die Wärmeleitung, bei der Energie direkt von einem Teilchen zum nächsten weitergegeben wird, reicht nicht aus, um die Größenordnung des Energietransports in der Sonne zu erklären. Der bedeutendste Prozess ist die Wärmestrahlung. Materieelemente, die sich weiter innen in der Sonne befinden, sind höheren Temperaturen ausgesetzt, so dass nach den Strahlungsgesetzen (siehe Anhang A.3) mehr Energie abgestrahlt als absorbiert wird. Weiter außen liegende Materieteilchen erhalten von innen mehr Energie und es resultiert ein von innen nach außen gerichteter Energiestrom (Lermer, 2000). Die bei den Kernfusionsprozessen frei werdenden Gammastrahlen übertragen durch den Compton-Effekt[9)] Energie auf die freien Elektronen des Plasmas. Beim Passieren anderer geladener Teilchen geben diese wieder elektromagnetische Strahlung ab (Bremsstrahlung). Durch diesen Mechanismus wird die Sonnenenergie nur sehr langsam zur Oberfläche transportiert. Man kann ausrechnen, dass die elektromagnetische Strahlung, welche die Sonne heute verlässt und die Erde nach wenigen Minuten erreicht, vor etwa 10 Millionen Jahren erzeugt worden ist (Gondolatsch et al., 1978). Im Vergleich zum Alter der Sonne ist dies jedoch ein relativ geringer Zeitraum.
An die Strahlungszone schließt sich die **Konvektionszone** (0,86$R_\odot$<r<$R_\odot$, Abb. 1.3: „convection zone“) an, in der sich nur noch 1% der Sonnenmasse befindet. Dort herrscht ein großes Temperaturgefälle und der Energietransport durch Strahlung reicht nicht aus, um ein thermisches Gleichgewicht herzustellen. Der Energietransport findet in dieser Schicht durch Konvektion bis knapp unter die Sonnenoberfläche (Photosphäre, siehe folgender Abschnitt) statt. An manchen Stellen steigt die Temperatur im Innern sehr stark an, dieser Bereich dehnt sich aus, die Dichte wird geringer als die der Umgebung und das Paket steigt adiabatisch auf. Das adiabatische Temperaturgefälle im Sonneninnern ist nur dort erfüllt, wo sich die Sonnenmaterie wie ein ideales Gas verhält, d.h. die Zusammenstöße zwischen zwei Gasteilchen verlaufen nicht elastisch, sondern führen zum Teil zur Stoßionisation. Die aufsteigenden Plasmapakete ($\sim$1 km/s) decken einen Teil ihrer Ausdehnungsarbeit aus der Rekombinationsenergie, die bei der Vereinigung von Proton und Elektron zu einem H-Atom entsteht. Die thermische Energie und damit die Temperatur der aufsteigenden Gaspakete sinkt in den sogenannten Wasserstoffkonvektionszonen langsamer als sonst (Gondolatsch et al., 1978).

1.2.2 Die Sonnenatmosphäre

Über der Konvektionszone befindet sich die **Photosphäre** (Abb. 1.3: „photosphere“), eine sehr dünne Schicht von etwas mehr als hundert Kilometer Dicke, die die eigentliche Sonnenoberfläche bildet (Stix, 2002). Wie bereits erwähnt, kommt aus dieser dünnen Schicht die meiste

Werte in Abb. 1.3 zu berücksichtigen.

[9)] Beim Compton-Effekt, der auch inelastische Röntgenstrahlenstreuung genannt wird, stößt ein Quant mit einem Atomelektron zusammen, verliert dabei aber nur einen Teil seiner Energie an das anschließend emittierte Compton-Elektron und verlässt das Atom mit vergrößerter Wellenlänge (Breuer, 1994).

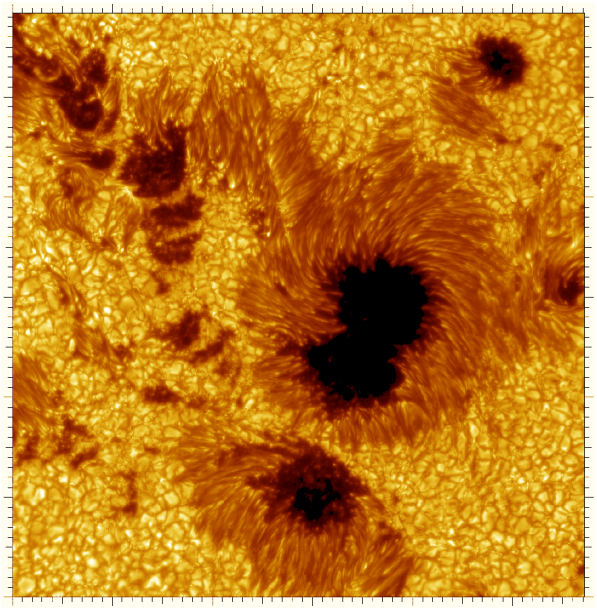

Abbildung 1.4: Aufnahme von dunklen Sonnenfleckenregionen, umgeben von der fadenförmigen Penumbra, und der Granulation auf der Photosphäre, aufgenommen mit dem im Frühjahr 2002 neu aufgestellten Schwedischen 1-m Sonnenteleskop auf dem „Roque de los Muchachos“ auf den Kanarischen Inseln (La Palma) (Scharmer et al., 2002).

Energie, die in der Erdatmosphäre ankommt, und somit ein Großteil der Information, die wir über die Sonne besitzen. Die Oberflächentemperatur beträgt 6.000 bis 4.600 K (vgl. Abb. 1.3). Von innen nach außen geht das solare Gas in der Photosphäre von optischer Undurchsichtigkeit (optisch dick) zu einer kompletten Transparenz (optisch dünn) über. Dieser Übergang ist am deutlichsten erkennbar anhand der Spektrallinien (siehe Abschnitt 1.18) und erlaubt den thermodynamischen Zustand der Sonne, ihre chemische Zusammensetzung und eine Vielzahl hydrodynamischer und hydromagnetischer Phänomene auf der Sonne zu untersuchen[10)] (Stix, 2002). Die Oberfläche der Sonne ist durch eine sehr starke Körnigkeit gekennzeichnet, die auch Granulation genannt wird (Abb. 1.3: „granular cells“ und Abb. 1.4). Die Granula sind unregelmäßige, helle, polygonale Strukturen mit einem Durchmesser von ca. 1.000 km (die mittlere Fläche eines Granulums ist mit der Fläche der iberischen Halbinsel vergleichbar (Gondolatsch et al., 1978)) und einer Lebensdauer von 10 min. In den Granula steigt Materie auf, während sie in den Zwischengebieten absinkt (Bergmann et al., 2002). Die Geschwindigkeit, mit der die Materie radial nach außen strömt beträgt ungefähr 1 km/s. Außerdem konnten sogenannte Supergranulationen nachgewiesen werden. Das sind große Zellen mit einem Durchmesser von 30.000 km und einer Lebensdauer von einem Tag, die fast über die gesamte Sonnenoberfläche verbreitet sind. In ihnen sinkt Materie in der Mitte auf- und an den Rändern ab und strömt mit einer Geschwindigkeit von 0,5 km/s radial nach außen. Die Ursache dieser Granulation ist die Instabilität tieferer Schichten gegen thermische Konvektion (Bergmann et al., 2002). Die oben bereits beschriebene Wasserstoffkonvektionszone der Sonne reicht nach Modellrechnungen bis zu einer Tiefe von 10^5 km und ist nur für Bedin-

[10)] Anhand einiger starker Spektrallinien (siehe Abschnitt 1.4.1) kann man den Übergang zu einem optisch dicken Zustand der Atmosphäre beobachten und kann daraus schließen, dass die Strahlung dieser Wellenlänge aus dem oberen Teil der Sonnenatmosphäre, der Chromosphäre, stammen muss (Stix, 2002).

gungen τ_{500}[11)] > 1 möglich. Für $\tau_{500} < 1$ ist die Photosphäre gegen thermische Konvektion stabil (Bergmann et al., 2002). Die Aufstiegsbewegungen in den Granuala werden durch die stabile Schichtung in der oberen Photosphäre aufgehalten, die sich wie eine Membran verhält und zu Schwingungen (globale 5-Minuten Oszillationen der ganzen Sonnenoberfläche) angeregt wird. Ein Transport nach außen erfolgt teilweise durch Kompressionswellen (Schallwellen, Abb. 1.3: „sound waves"). Mechanische Energie wird in Form von akustischem Rauschen in höhere Schichten transportiert. Dort wächst die Amplitude der longitudinalen Schwingung des Gases wegen des steilen Dichteabfalls in der oberen Photosphäre stark an, überschreitet die Phasengeschwindigkeit der Wellen und führt zur Entstehung von Stoßfronten. In den Stoßfronten wird die mechanische Schwingungsenergie in die Energie untergeordneter thermischer Bewegungen umgewandelt, was zu einer Aufheizung führt (vgl. Abb. 1.3).
Zeitlich veränderliche Phänomene wie z. B. Sonnenflecken und Fackeln (siehe Abschnitt 1.3.1) treten in der Photosphäre auf und beeinflussen die Variabilität der solaren Emission in unterschiedlichen Wellenlängenbereichen (siehe Abschnitt 1.4.1).

Chromosphäre und Korona

Die Helligkeit der Photosphäre verhindert, dass man die höheren Schichten der Sonnenatmosphäre, die **Chromosphäre** und die **Korona** (Abb. 1.3: „chromosphere", „corona"), direkt beobachten kann. Nur während einer totalen Sonnenfinsternis kann man die farbenprächtige Chromosphäre sehen. In ca. 1.500 km Höhe über der Photosphäre befinden sich viele schmale, helle Flammenzungen, die Spiculae (engl. „spicules", vgl. Abb. 1.3), die durch eine Höhe von etwa 5.000 km, eine Breite von 500 km, eine Temperatur von 10^4 K und eine Aufstiegsgeschwindigkeit von 25 km/s gekennzeichnet sind (Bergmann et al., 2002). In der Chromosphäre findet man als feinste Strukturelemente kleine „Körner" mit einer Größe von 1.000 km, die mit den Spiculae (Abb. 1.3: „spicules") identifiziert werden können. Diese sind zu Büscheln gehäuft und bilden das chromosphärische Netzwerk, welches mit den Zellen der (photosphärischen) Supergranulation identisch ist (Bergmann et al., 2002). Zwischen den hellen Spiculae findet man dunkle Sprenkel (engl. „mottles"), die ebenfalls in Verbindung zum Netzwerk stehen und durch einen starken Anstieg des Magnetfeldes (siehe Abschnitt 1.3) gekennzeichnet sind (Stix, 2002).
Oberhalb der Chromosphäre befindet sich die **Korona**, die weißlich leuchtet. Mit Hilfe eines Koronographen kann man die Korona jederzeit beobachten, jedoch ist das zu einer totalen Sonnenfinsternis am besten und detailliertesten möglich. Mit Hilfe von Spektralaufnahmen konnte man zeigen, dass es drei verschiedene Komponenten gibt, die sich überlagern: Erstens die K-Korona (rein kontinuierliches Spektrum, gleiche Intensitätsverteilung wie das Kontinuum der Photosphäre, siehe Abschnitt 1.4.1), zweitens die L-Korona (reines Emissionslinienspektrum) und drittens die F-Korona („Fraunhofer-Korona", das Spektrum entspricht fast genau dem Photosphärenspektrum mit den Fraunhofer-Linien) (Bergmann et al., 2002).
Die Korona bezieht ihre Energie aus den mit Konvektion und Zirkulation verbundenen Bewegungen des Plasmas aus darunterliegenden Schichten. Über die Magnetfelder (siehe Abschnitt 1.3) ist das koronale Plasma mit den subphotosphärischen Schichten gekoppelt. Das heiße koronale Plasma (T$\sim 5 \times 10^5$ K) erstreckt sich in weitem Abstand von der Sonne und dehnt sich permanent aus. Die hohen Temperaturen in den sogenannten koronalen Bögen kann man mit der in der Korona dominierenden magnetischen Wechselwirkung erklären: die Energiedichte

[11)] τ_{500}: optische Tiefe im Kontinuum bei der Wellenlänge 500 nm.

des Magnetfeldes ist größer als die thermische Energiedichte des Gases. In den sogenannten koronalen Löchern (siehe Abb. 1.5) am Nord- und Südpol der Sonne entsteht der schnelle Sonnenwind (Abb. 1.3: „solar wind"), der eine Partikelstrahlung aus Elektronen, Protonen und α-Teilchen mit Geschwindigkeiten von 750 km/s ist (Stix, 2002). Der mögliche Einfluss dieser Partikelstrahlung auf das Klima wird in Kapitel 2 diskutiert. Der Sonnenwind ist langsamer und weniger variabel in niedrigeren heliographischen Breiten. Insgesamt verliert die Sonne pro Jahr durch diesen kontinuierlichen Sonnenwind aber nur 10^{-14} ihrer Masse.

1.3 Das Magnetfeld der Sonne

Das Magnetfeld der Sonne ist der Ursprung der vielfältigen solaren Aktivität wie z. B. Sonnenflecken, Fackeln, Protuberanzen und Eruptionen (Stix, 2002), welche im Folgenden (Abschnitt 1.3.1) näher beschrieben werden. Der Zusammenhang zwischen der solaren und der magnetischen Aktivität wurde bereits 1850 etwa gleichzeitig von Gautier, Sabine und Wolf bemerkt (Hoyt und Schatten, 1997). Das solare Magnetfeld entsteht durch das Zusammenspiel von Rotations- und Konvektionsprozessen in den äußeren 29% des Sonnenradius (200.000 km). Diese Bewegungen führen zu elektrischen Strömen, welche Magnetfelder hervorrufen, die ihrerseits wieder elektrische Ströme hervorrufen. Dies ist der sogenannte Dynamoeffekt (Schrijver und Title, 2001). Mit Hilfe von Modellen versucht man, die Sonnendynamotheorie[12)] nachzuvollziehen, allerdings ist das bisher nicht vollständig gelungen (Weiss und Tobias, 2000). Die Symmetrie zwischen magnetischen und elektrischen Feldern (**B**[13)] und **E**) wird anhand der Maxwell-Gleichungen deutlich (Stix, 2002):

$$div\mathbf{B} = 0, \tag{1.1}$$

$$rot\mathbf{B} = \mu\mathbf{j}, \tag{1.2}$$

$$rot\mathbf{E} = -\dot{\mathbf{B}}, \tag{1.3}$$

mit der elektrischen Stromdichte **j** und der magnetischen Permeabilität μ ($\mu = 4\pi \times 10^{-7}$ Vs/Am für den freien Raum); $\dot{\mathbf{B}}$ = zeitliche Ableitung von **B**. In Gl. 1.2 ist der Verschiebungsstrom (eine zeitliche Änderung des elektrischen Feldes) vernachlässigt worden, was in guter Näherung einer nicht relativistischen Approximation ($|\mathbf{v}| \ll$ c) oder „langsamen" Phänomenen entspricht. Die Gleichung 1.2 besagt, dass Ströme, d.h. bewegte Ladungen, Magnetfelder erzeugen, deren geschlossene Feldlinien die Ströme umkreisen. Gleichung 1.3 besagt, dass sich ändernde Magnetfelder elektrische Felder erzeugen, deren geschlossene Feldlinien die Änderungsrichtung des Magnetfeldes umkreisen.
In ihrer ursprünglichen Form (z. B. Gerthsen, 1995) drücken die Maxwell-Gleichungen bis auf die Tatsache, dass es zwar elektrische, aber keine magnetischen Ladungen und Ströme gibt, die völlige Symmetrie zwischen elektrischem und magnetischem Feld aus. Sie machen deutlich, dass ein sich zeitlich änderndes elektrisches Feld ein magnetisches Wirbelfeld erzeugt, genauso wie ein sich zeitlich änderndes Magnetfeld ein elektrisches Wirbelfeld erzeugt. Überall auf der Sonne gibt es genügend freie Elektronen, so dass ein elektrischer Strom fließen kann, der eine Bewegung der negativ geladenen Elektronen relativ zu den positiv geladenen

[12)] Die geomagnetische Vorläufermethode für die Dynamotheorie geht auf Brown und Williams (1969) und Ohl und Ohl (1979) zurück (Hoyt und Schatten, 1997). 1978 entwickelten Schatten und Kollegen eine Dynamotheorie, um die solare Aktivität vorherzusagen, als Eingabe dafür dienten verschiedene solare Indizes (Hoyt und Schatten, 1997).

[13)] Vektoren sind dick gedruckt.

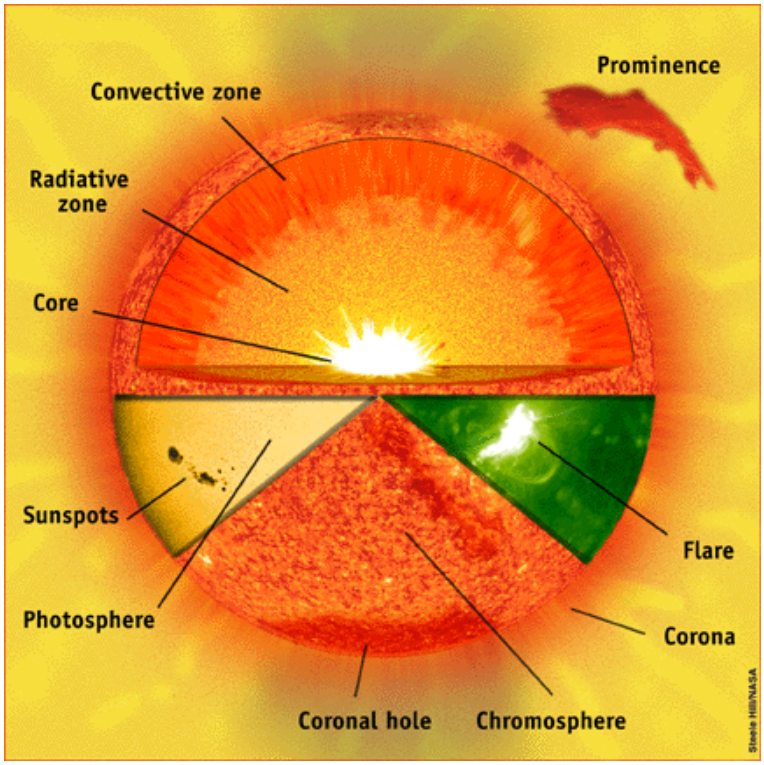

Abbildung 1.5: Aufbau der Sonne mit einigen wichtigen Aktivitätserscheinungen im jeweiligen Spektralbereich, in dem sie erkennbar sind (http://sohowww.nascom.nasa.gov/).

Ionen darstellt (Stix, 2002). Durch die Sonnenrotation entsteht dann das Sonnenmagnetfeld, welches sich im Gegensatz zum Erdmagnetfeld relativ weit an der Oberfläche befindet. Die elektrische Leitfähigkeit der Konvektionszone, in der man eine völlige Inonisation des Gases annimmt, erreicht sehr hohe Werte ($\sigma \simeq 0.003T^{3/2}$ A/Vm). In der Photosphäre und Chromosphäre ist die Temperatur so niedrig, dass die Hauptbestandteile Wasserstoff und Helium fast vollständig neutral sind. Schwerere Elemente mit niedrigerem Ionisierungslevel ermöglichen dennoch eine elektrische Leitfähigkeit, die allerdings im Vergleich zur Konvektionszone reduziert ist. Es kann allerdings zu großen horizontalen Gradienten der elektrischen Leitfähigkeit kommen. Beispielsweise kann der Temperaturunterschied in Sonnenflecken (siehe Abschnitt 1.3.1) zu einer Variation der Leitfähigkeit von einer Größenordnung führen. Wenn Kollisionen selten vorkommen und das Magnetfeld stark ist, kann die Leitfähigkeit anisotrop (richtungsabhängig) werden, was in der Chromosphäre und Korona wichtig wird.
Die vielfältigen Phänomene der Sonnenatmosphäre, die im Zusammenhang mit dem Sonnenmagnetfeld stehen und zu verschiedensten Aktivitätserscheinungen führen, werden nun genauer beschrieben.

1.3.1 Aktivitätserscheinungen

In Zeiten starker Aktivität gibt die Sonne Energie in ganz unterschiedlicher Form ab, z. B. als beschleunigte Teilchen, große Bewegungen von Masse und in unterschiedlichen Spektralbereichen emittierte Strahlung von Gamma-Strahlung bis hin zu Radiowellen (Stix, 2002). Eine

Vielzahl von Beobachtungstechniken erlaubt eine Beschreibung der verschiedenen Phänomene, denen ganz unterschiedliche Namen gegeben wurden. Manchmal treten diese Phänome isoliert auf, aber meistens besonders im Fall großer Ereignisse stehen diese miteinander in Verbindung.

Sonnenflecken

Die auffälligste und bekannteste Intensitätsschwankung der Solarstrahlung geht mit dem 11-jährigen Sonnenfleckenzyklus einher, der nach seinem Entdecker auch Schwabe[14)]-Zyklus genannt wird. Dieser Zyklus ist allerdings nicht ganz regelmäßig und im Abstand von 8-17 Jahren tritt eine maximale bzw. minimale Anzahl von Sonnenflecken auf. Als Maß für die Häufigkeit von Sonnenflecken wurde 1848 von R. Wolf (1816-1893) die Sonnenfleckenrelativzahl R eingeführt: sind an einem Tag g Fleckengruppen mit insgesamt f Einzelflecken vorhanden, so beträgt die Relativzahl für diesen Tag: $R = k(10g + f)$, wobei k ein Normierungsfaktor ist[15)]. Eine andere Beschreibung für die Sonnenflecken ist neben der Sonnenfleckenrelativzahl die sogenannte Gruppensonnenfleckenzahl (Hoyt und Schatten, 1997). Zwischen der von den Sonnenflecken bedeckten Fläche und der Relativzahl R besteht im Mittel eine lineare Beziehung. Die prozentual von den Sonnenflecken bedeckte Fläche der sichtbaren Sonnenhemisphäre ist in Abb. 1.6 dargestellt. Aufzeichnungen von Sonnenflecken reichen bis etwa 1610 zurück (siehe auch Abb. 1.12).
Ein Sonnenfleck besteht aus einem dunkleren Kern, der sogenannten Umbra, und einem weniger dunklen Hof, der sogenannten Penumbra (siehe Abb. 1.4 und 1.5). In den Sonnenflecken liegt die Temperatur ca. 2.500 K niedriger als in benachbarten Photosphärengebieten, das heißt dort wird weniger Sonnenenergie abgestrahlt. Über die Spektren von Sonnenflecken, in denen man eine Aufspaltung der Fraunhofer-Linien (siehe Abschnitt 1.4.1) durch den Zeeman-Effekt[16)] beobachten kann, wurden magnetische Flussdichten von bis zu B=0.4 Tesla (T) bestimmt, das entspricht in etwa dem 10^4-fachen des Erdmagnetfeldes, wobei das Feld in der Umbra senkrecht zur Sonnenoberfläche verläuft (Bergmann et al., 2002). Die Abkühlung der

[14)] Samuel Heinrich Schwabe (1789-1875) entdeckte 1843 eine etwa 10-jährige Periode der Sonnenflecken. Eine Veröffentlichung dieses Ergebnisses in den „Astronomischen Nachrichten“ erregte so lange wenig Aufsehen bis seine Sonnenfleckendaten 1851 in Alexander von Humboldts (1769-1859) berühmtem Werk „Kosmos“ (Volumen III) veröffentlicht wurden (Charbonneau, 2000). Vor Schwabe führte William Herschel (1738-1822) von 1800 bis 1826 Sonnenfleckenbeobachtungen durch. Ein vollständiger historischer Überblick über die Beobachtung von Sonnenphänomenen ist in Hoyt und Schatten (1997) zu finden.

[15)] $k = 1$ für den von Wolf benutzten Fraunhofer-Refraktor in Zürich, der 8 cm Öffnung und eine 64-fache Vergrößerung hat. Für andere Beobachtungsinstrumente wird der Faktor k bestimmt, indem man den mit diesem Instrument erhaltenen Wert für $10g + f$ mit der täglich veröffentlichten Züricher/Wolf Standard-Relativzahl vergleicht (Gondolatsch et al., 1978). Wenn nur ein Einzelfleck vorhanden ist, beträgt die Standard-Relativzahl $R = 11$, der größte Wert von R wurde 1957 mit 201,3 beobachtet. Wolf rekonstruierte 1868 die Sonnenaktivität von 1700 an, welche danach vom Züricher Observatorium weitergeführt wurde (Hoyt und Schatten, 1997).

[16)] Bringt man ein Atom in ein Magnetfeld, so erfahren die um den Kern kreisenden Elektronen wie alle elektrischen Ströme in Magnetfeldern Kräfte, die zu einer zusätzlichen Drehung des ganzen Atoms um die Richtung des Magnetfeldes führen. Hat die Drehbewegung die gleiche Richtung wie die Bahnbewegung des Elektrons, addieren sich die Geschwindigkeiten und die Energie des Elektrons wächst, während sie bei gegenläufiger Bewegung abnimmt. Die Energieänderung ist proportional zur magnetischen Flussdichte B und ist abhängig von der Lage der Elektronenbahnebene relativ zum Magnetfeld. Die Energieniveaus spalten sich im Magnetfeld in mindestens zwei Komponenten auf, was auch zu einer Aufspaltung der Spektrallinien führen muss, die beim Übergang der Elektronen von einem Energieniveau zu einem anderen entstehen (Gondolatsch et al., 1978).

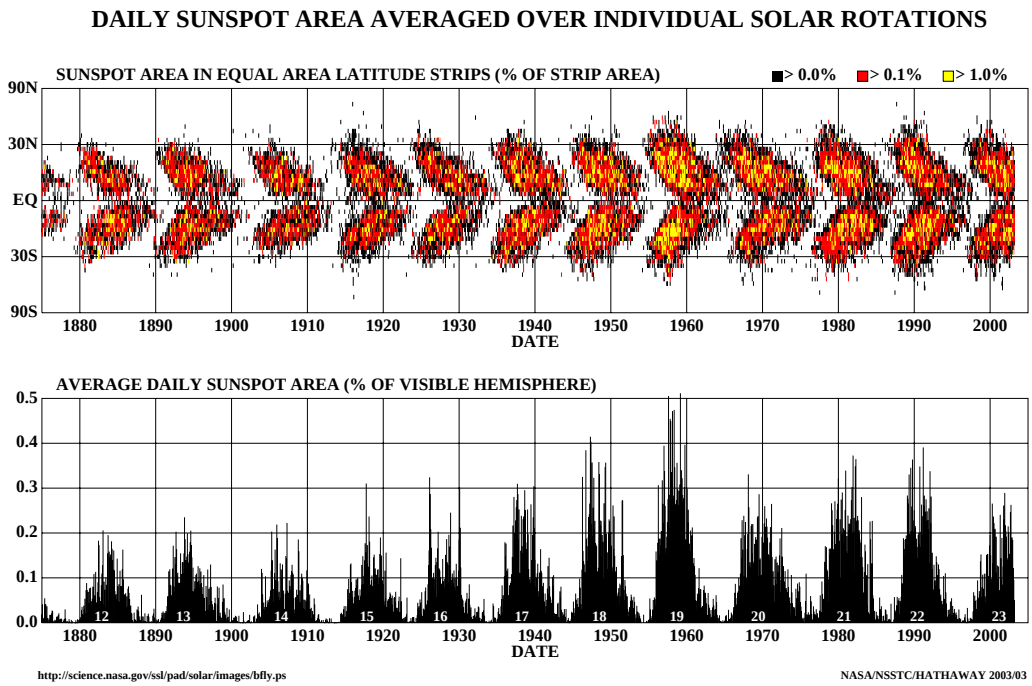

Abbildung 1.6: Oben: Schmetterlingsdiagramm (engl. „butterfly diagram“), welches die heliographische Breite der Sonnenflecken seit Mai 1874 zeigt. Unten: Zyklische Variation der von den Sonnenflecken prozentual bedeckten Fläche der sichtbaren Sonnenhemisphäre für den gleichen Zeitraum mit der Nummerierung des jeweiligen Sonnenfleckenzyklus (Weiss und Tobias, 2000).

Flecken relativ zu ihrer Umgebung läßt sich direkt als Folge der starken Magnetfelder im Innern der Flecken erklären: unter der Annahme, dass während der Lebensdauer eines Flecks Gleichgewicht zwischen dem Gasdruck im Fleck plus dem magnetischen Druck senkrecht zu den Magnetfeldlinien und dem Gasdruck der umliegenden Photosphäre besteht, ergibt sich für einen typischen Fleck mit B=0.15 T eine Druckerniedrigung, die einer Temperaturdifferenz von 2.500 K entspricht (Bergmann et al., 2002). Sonnenflecken besitzen einen Durchmesser von ca. 10^4 km, in Extremfällen auch bis zu 10^5 km, d.h. ihr Durchmesser kann also bis zu zehnmal so groß wie der Erddurchmesser sein (Hoyt und Schatten, 1997). Sie treten bevorzugt in Gruppen auf, die zwei Hauptflecken unterschiedlicher magnetischer Polarität besitzen (bipolare Gruppe) (Abb. 1.7), bilden sich innerhalb von Stunden und verschwinden innerhalb eines Tages, nur größere Gruppen bleiben länger erhalten (bis zu 100 Tage). Der in Rotationsrichtung vorne liegende p-Fleck (p=proceeding) befindet sich näher am Äquator als der nachfolgende f-Fleck (f=following) (Lermer, 2000). Die ersten Flecken eines neuen Zyklus treten stets in hohen heliosphärischen Breiten (±35°) auf und erscheinen später immer näher am Sonnenäquator (bis zu einer Breite von ±8°) (Abb. 1.6). Die 11-jährigen Sonnenfleckenzyklen werden seit dem Minimum 1755 numeriert. Der Zyklus Nr. 20 begann beispielsweise $1755 + 19 \cdot 11 = 1964$ (nach der Züricher Statistik genau Mitte September 1964) (Gondolatsch et al., 1978). Der Zyklus Nr. 19 besitzt die höchste solare Aktivität seit Beginn der Teleskop Messungen (Hoyt und Schatten, 1997). Während eines Zyklus bleibt die Polarität der beiden Hauptflecken erhalten und ist auf der Nord- und der Südhalbkugel der Sonne entgegengesetzt für den im Sinne der Sonnenrotation vorangehenden Fleck (Halesches Polaritätsgesetz, Bergmann et al. (2002))

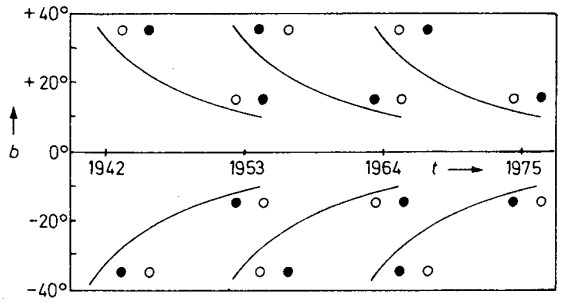

Abbildung 1.7: Polarität der bipolaren magnetischen Regionen auf der Nord- und Südhalbkugel der Sonne während des 18., 19. und 20. Aktivitätszyklus.
• magnetischer Nordpol, ○ magnetischer Südpol (Gondolatsch et al., 1978).

(vgl. Abb. 1.7). Nach einem Sonnenfleckenzyklus kehrt sich die Polarität um, ein vollständiger magnetischer Zyklus dauert also 22 Jahre (Abb. 1.7).
Die Bipolarität der Flecken und ihr äquatorwärtiges Wandern während eines Zyklus lassen sich mit der differentiellen Rotation[17] der Sonne erklären. Aufgrund dieser differentiellen Rotation kommt es im Inneren zu großen Strömen freier Ionen (H^+) und Elektronen, die nach Gl. 1.1 wiederum ein Magnetfeld in Richtung der Sonnenachse zur Folge haben. Das Magnetfeld der Sonne verläuft, wie bereits beschrieben wurde, nahe an der Oberfläche (siehe Abb. 1.8, 1). Die Feldlinien sind in der Materie „eingefroren", können also ihre Orientierung relativ zur Materie nicht ändern, weil die Leitfähigkeit des Sonnenplasmas so hoch ist. Durch die differentielle Rotation dehnen sich die Feldlinien aus und werden um die Sonne „herumgewickelt" (Abb. 1.8, 2-4). Je mehr sich die Magnetfeldlinien aufwickeln, desto mehr konzentrieren sie sich am Äquator, wo die Magnetfeldinstabilitäten größer werden. Dort, wo die Feldlinien die Photosphäre durchstoßen bildet sich eine bipolare Gruppe (siehe Abb. 1.8, 5), die mit fortschreitender Zeit äquatorwärts wandert. Am Ende schließen sich die Magnetfelder äquatorübergreifend „kurz" und es beginnt ein neuer Zyklus mit entgegengesetzer magnetischer Polarität (Lermer, 2000).
Die differentielle Rotation der Sonne führt dazu, dass ein anfänglich poloidales (radialsymmetrisches) Feld in ein toroidales (Form eines Torus) umgewandelt wird (Hoyt und Schatten, 1997) (vgl. auch Abb. 1.8). Oberhalb der Photosphäre expandiert das Magnetfeld einer bipolaren Gruppe wegen des sehr niedrigen Gasdrucks in die Sonnenkorona hinaus. Dabei halten die geschlossenen Magnetfeldlinien das dünne, heiße Plasma fest und es entstehen sogenannte „koronale Bögen", die man im Röntgenbereich beobachten kann (Bergmann et al., 2002). Der Sonnenwind entsteht durch Materieabströmung außerhalb der bipolaren magnetischen Gebiete entlang offener Feldlinien und ist direkt an den sogenannten Koronalstrahlen zu erkennen (siehe Abb. 1.9).
Die feinere Auflösung der Sonnenbeobachtung, z. B. Filtergramme der Chromosphäre, ermöglichte die Entdeckung von dünnen, vertikalen magnetischen Flussröhren (engl. „tubes") mit einem Durchmesser von 100 bis 200 km, in denen sehr hohe Flussdichten von 0.1 bis 0.2 T existieren. Sie treten als kleine helle Punkte in Filtergrammen der Chromosphäre auf, sind auf die Randbereiche der Supergranulationszellen (siehe Abschnitt 1.2.2) konzentriert und bilden da-

[17] Richard Carrington entdeckte zwischen 1853 und 1861 die differentielle Rotation der Sonne, weswegen diese auch manchmal Carrington-Rotation genannt wird. Seine Beobachtungen, dass sich die Sonnenflecken in unterschiedlichen heliosphärischen Breiten bilden, wurde 1904 von Maunder in einem sogenannten Maunder-Schmetterlingsdiagramm (siehe Abb. 1.6) graphisch dargestellt (Hoyt und Schatten, 1997).

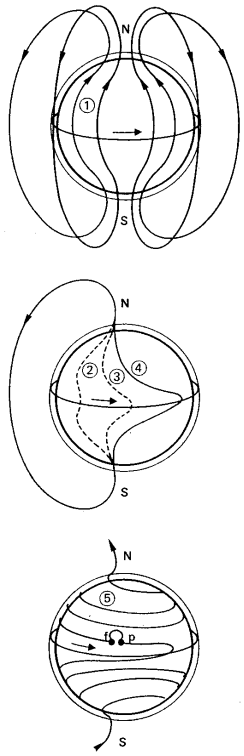

Abbildung 1.8: Schematische Darstellung des „Aufwickelns“ der Magnetfeldlinien der Sonne (Lermer, 2000).

mit das chromosphärische Netzwerk (siehe Abb. 1.9). In der oberen Chromosphäre werden diese Flussröhren trichterförmig breiter und es steigen aus ihnen die Spiculae (siehe Abschnitt 1.2.2) auf (siehe Abb. 1.9). Vermutlich entstehen die Flussröhren an den Rändern der Konvektionszellen durch Kompression des von der Mitte nach außen strömenden Gases, da dort die kinetische Energiedichte groß gegen die magnetische Energiedichte ist und so die eingefrorenen vertikalen Feldlinien mitgenommen werden.
In der Nähe der Rotationspole der Sonne beobachtet man Magnetfelder gleicher Polarität, so dass der Eindruck eines Dipolfeldes entsteht (vgl. Abb. 1.8, 1). Damit kann man unter anderem die Polarstrahlen der während eines Fleckenminimums abgeplatteten Korona[18] erklären (Bergmann et al., 2002).
Neben den Sonnenflecken, für die sehr lang zurückreichende Aufzeichnungen existieren, gibt es allerdings auch andere Messgrößen für die Aktivität der Sonne (siehe Abschnitt 1.3.2).

Fackeln, Plages

Fackeln (engl. „faculae“) sind helle, 5.000 bis 50.000 km große Gebiete, die auf der ganzen Sonnenscheibe (Photosphäre und Chromosphäre) vorkommen und im monochromatischen[19] Licht (etwa in H_α oder H und K des Ca II; Emissionslinien im UV-Bereich) beobachtbar sind (Abb. 1.5: helle Gebiete auf der Chromosphäre und Abb. 1.10). Sie treten in Aktivitätszentren

[18] Die Form der Korona unterscheidet sich zwischen Sonnenfleckenmaximum und -minimum: im Maximum hat die Korona eine symmetrische, runde Form, während sie im Minimum eine Ausdehnung in der Äquatorzone sowie Polarstrahlen aufweist.
[19] griech.-nlat.: einfarbig, nur zu einer Spektrallinie gehörig.

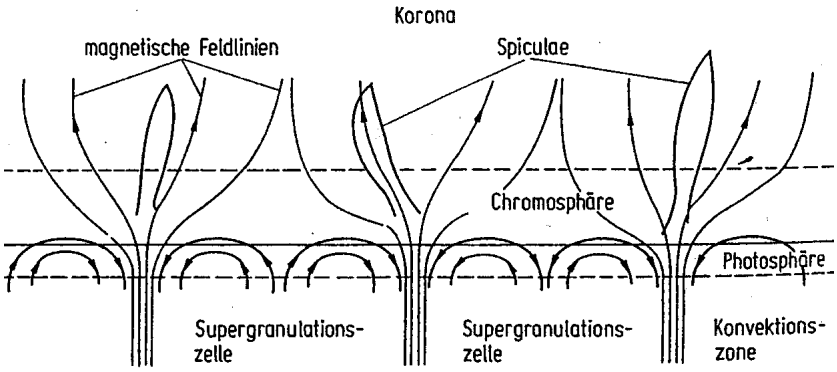

Abbildung 1.9: Magnetfeldstruktur und Supergranulation (Bergmann et al., 2002).

und in der Nähe von Sonnenflecken auf und haben eine größere Ausdehnung und Lebensdauer als die Sonnenflecken. Im Durchschnitt existieren die Fackelgebiete dreimal so lange wie die zugehörigen Fleckengruppen. Da die Fackeln nicht nur in der Nähe von Sonnenflecken, sondern auch in der Nähe von magnetischen Aktivitätsgebieten ohne Flecken auftreten, eignen sie sich bedeutend besser als die Sonnenflecken als Indikator für die Bereiche und die Stärke der Sonnenaktivität (siehe Abschnitt 1.3.2). Innerhalb der chromosphärischen Fackeln treten die stärksten Aktivitätserscheinungen der Sonnenatmosphäre, die sogenannten Eruptionen (siehe unten), auf. Neben den Fackeln gibt es noch die sogenannten Plages (frz. „Strand"), breite helle Regionen in der Chromosphäre, die man ebenfalls im monochromatischen Licht, z. B. der Ca II K Emissionslinie, sehen kann (Hoyt und Schatten, 1997). Sie treten gemeinsam mit den Fackeln auf, haben aber eine andere räumliche Ausdehnung.

Die Protuberanzen, Filamente

Protuberanzen (engl. „prominences") sind auffallende, leuchtende Materiewolken in der Chromosphäre und Korona (Abb. 1.5), die auch in aktiven Gebieten entstehen und bei Sonnenfinsternissen besonders gut am Sonnenrand als helle Bögen zu sehen sind (Lermer, 2000). Mit Hilfe von Spektroheliographen und Koronographen kann man Protuberanzen auch außerhalb von Sonnenfinsternissen beobachten. Protuberanzen bestehen aus Materie, die aus dichteren Teilen der Korona längs der magnetischen Feldlinien nach unten abfließt, manchmal wird auch Materie aus der Chromosphäre nach oben gerissen. Die kühlere und damit dichtere Materie wird sozusagen vom Magnetfeld „getragen". Es gibt aber auch stationäre Protuberanzen, die ihre äußere Gestalt wenig ändern und monatelang bestehen können, bis alle Materie entlang der Feldlinien abgeflossen ist. Und es gibt eruptive und Fleckenprotuberanzen, bei denen schnell ablaufende, heftige Materiebewegungen über Flecken oder Eruptionen stattfinden (Lermer, 2000). Protuberanzen können nicht nur am Sonnenrand, sondern auch auf der Sonnenscheibe beobachtet werden. Da ihre Temperatur deutlich unterhalb der Temperatur in der Korona von 10^6 K liegt, erscheinen sie auf Spektroheliogrammen oder Filtergrammen (H_α oder anderer starker Fraunhofer-Linien) als dunkle, lange Fäden oder größere, langgestreckte Gebilde auf hellerem Untergrund (Abb. 1.10). Protuberanzen in dieser Erscheinungsform werden Filamente genannt, da man erst später erkannte, dass es sich um ein und dieselbe Erscheinung handelt. Filamente sind schmale, lange, sich schnell verändernde Gebilde (im Mittel 7.000 km dick, 40.000 km hoch, 200.000 km lang, $T \approx 10.000$ K) mit einer Lebensdauer von mehreren

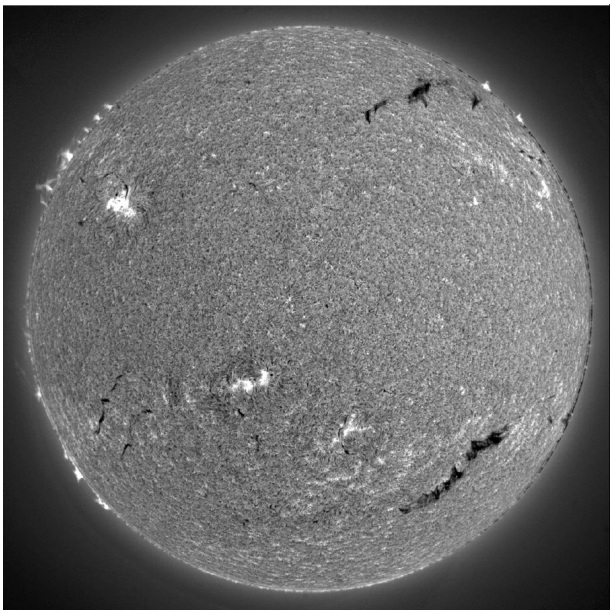

Abbildung 1.10: Bild der ganzen Sonnenscheibe in der H-alpha Linie ohne Randverdunklung (dieser Effekt wurde subtrahiert) aufgenommen am 29.10.1997 auf dem Big Bear Solar Observatory in Boulder/Colorado, USA (http://www.bbso.njit.edu/). Zu erkennen sind die dunklen Filamente sowie helle Fackelgebiete.

Stunden oder Tagen. Bei ihrer Entstehung sind die Filamente meridional orientiert, werden dann aber durch die differentielle Rotation der Sonne langsam in Ost-West-Richtung gedreht (Schaifers und Traving, 1984).

Sonneneruptionen

Besonders spektakuläre Aktivitätserscheinungen der Sonne sind die sogenannten Sonneneruptionen (engl. „flares“), welche im sichtbaren Bereich durch ein plötzliches helles Aufleuchten eines eng begrenzten Gebietes vorwiegend im Licht der Hα-Linie gekennzeichnet sind (Abb. 1.5). Die Helligkeit steigt für einige Minuten an und nimmt langsam wieder ab (in ca. 30 min bis 1 Std.) (Stix, 2002). Die Gebiete, in denen Sonneneruptionen vorkommen, liegen zwischen oder nahe bei Sonnenflecken, also dort, wo starke Magnetfelder verschiedener Polarität nahe beieinander liegen (Bergmann et al., 2002). Die Sonneneruptionen treten oft direkt nach dem Verschwinden von Filamenten auf, das Magnetfeld im Filament wird instabil und das Filament bricht in die Korona aus, typischerweise in Form von einem sich ausdehnenden Bogen mit Geschwindigkeiten von einigen hundert km/s, was besonders spektakulär aussieht, wenn es als eruptive Protuberanz am Sonnenrand auftritt (Stix, 2002). Bei großen Flares ist eine gesamte Energieproduktion von 10^{25-26} J (das ist fast die Energieabgabe der ganzen Sonne pro Sekunde) möglich und es treten Verstärkungen in fast allen Bereichen des elektromagnetischen Spektrums (siehe Abschnitt 1.5.2) auf: die chromosphärische und koronale Emission im UV und im Bereich der weichen Röntgenstrahlung ist verstärkt, auch harte Röntgenstrahlung und Gamma-Strahlung mit Energien bis zu 1 GeV wurden beobachtet. Die Radiofrequenzstrahlung des Meterwellenbereiches auf der anderen Seite des Spektrums wächst auf das 10^4-fache ihrer ruhigen Stärke (engl. „outbursts“, siehe Abb. 1.16) an (Stix, 2002).
Koronale Materieausbrüche (engl. „coronal mass ejections“ (CME)) sind blasenförmige Ausbrüche, die oft im Zusammenhang mit eruptiven Protuberanzen beobachtet werden. Der Name „koronale Materie“ bedeutet nicht, dass Materie aus der Korona ausgestoßen wird, sondern

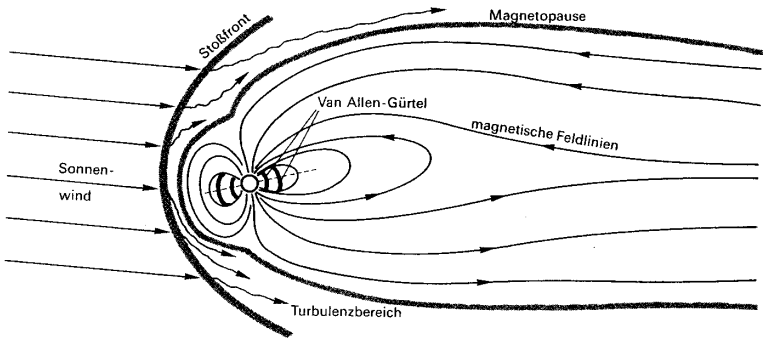

Abbildung 1.11: Die Magnetosphäre der Erde (Lermer, 2000).

dass überhaupt Materie abgesondert wird, was man in der Korona sehen kann (Stix, 2002). Vermutlich tragen CMEs zu 10% zum Massenverlust durch den Sonnenwind bei (Stix, 2002). Die Auswirkungen von Sonneneruptionen sind auch auf der Erde zu spüren. Beispielsweise führt die stärkere harte Röntgenstrahlung zu einer erhöhten Ionisation der D-Schicht in der Ionosphäre, was zu einer Unterbrechung des Kurzwellenfunkverkehrs führen kann, die Gamma-Strahlung führt zu einer Verstärkung der „niederenergetischen" Komponente der kosmischen Strahlung und die Korpuskularstrahlung durch Plasmawolken mit Geschwindigkeiten von 1.000 bis 2.000 km/s führt nach ein bis zwei Tagen zu magnetischen Stürmen in der Magnetosphäre der Erde (Abb. 1.11) sowie zu Polarlichtern (Bergmann et al., 2002).

1.3.2 Indizes der Sonnenaktivität

Es gibt verschiedene Indizes, um die Sonnenaktivität zu beschreiben (Abb. 1.12). Neben der bereits erwähnten Sonnenfleckenrelativzahl R (Abb. 1.12e), dem verdunkelnden Effekt von Sonnenflecken (Abb. 1.12d), dem aufhellenden Effekt von Fackeln und Plages (Abb. 1.12c) und dem 10.7 cm Radiofluss (Abb. 1.12b), gibt es auch noch den sogenannten chromosphärischen Index (Abb. 1.12a), der sich aus den Messungen verschiedener markanter Spektrallinien zusammensetzt (Mg, He und Ca) (Abb. 1.12a). Das Sonnenfleckenmaximum um 1980 kann man beispielsweise in allen Indizes a) bis e) sehr deutlich sehen. Die Zeitreihen der Indizes reichen teilweise nicht sehr weit zurück (z. B. Abb. 1.12a), so dass man auf Modelle angewiesen ist, wenn man eine einheitliche weiter zurückreichende Zeitreihe der solaren Aktivität benötigt. Am längsten zurück reicht die Zeitreihe der Sonnenfleckenrelativzahl, die 1608 mit der Entdeckung des Fernrohres beginnt. Besonders auffällig ist die Zeit von 1645 bis 1715, in der es praktisch keine Sonnenflecken gab und die nach ihrem Entdecker Maunder[20)] Minimum genannt wurde (Maunder, 1894). Das Maunder Minimum ist ein Beispiel dafür, dass eine Zeit minimaler Sonnenaktivität mit einer kalten Phase des Erdklimas (der kleinen Eiszeit) zusammenfällt (Eddy, 1976) (siehe auch Kapitel 2). Neben dem Maunder Minimum gibt es noch ein zweites stärkeres Minimum in der solaren Aktivität, das Spörer Minimum im 15./16. Jahrhundert (Abb. 1.12f). Auf andere Minima und Maxima der Sonnenaktivität wird hier nicht weiter eingegangen und auf Kapitel 2 verwiesen. Für die Zeit vor der Existenz von Fernrohren gibt es, wie bereits erwähnt wurde (Abschnitt 1.1), Beobachtungen von Sonnenflecken und

[20)] Maunder vervollständigte die Untersuchungen von Gustav Spörer (1822-1895), dem die Zeit im 17. Jahrhundert ohne Sonnenflecken aufgefallen war (Charbonneau, 2000).

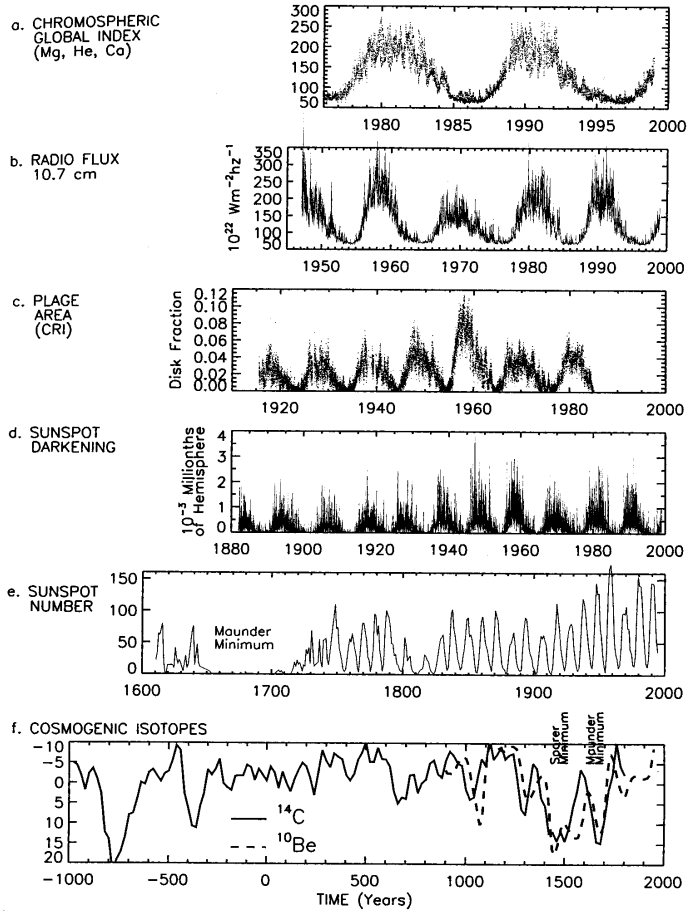

Abbildung 1.12: Die solare Aktivität führt zu einer Reihe von Phänomenen, für die unterschiedliche Indizes abgeleitet wurden. Die Indizes a) bis e) basieren auf verschiedenen direkten Sonnenbeobachtungen und werden daher auch direkte Indizes genannt, während die kosmischen Isotope in f) indirekte Indizes sind, da sie aus terrestrischen und nicht aus solaren Archiven gewonnen werden (Lean, 2000a).

Polarlichtern mit bloßem Auge sowie aus indirekten solaren Indizes (z. B. Abb. 1.12f oder 2.1) abgeleitete Rekonstruktionen der solaren Aktivität für die letzten 3.000 Jahre. Die indirekten Indizes beruhen auf kosmischen Isotopen[21)], von denen ^{14}C am weitesten zurückreicht. Neben ^{14}C, welches z. B. aus Baumringen gewonnen wird, gibt es noch ^{10}Be, welches aus Eisbohrkernen gewonnen wird (Beer, 2000). Die Interpretation dieser kosmischen Nuklide[22)] ist allerdings

[21)] Radioaktive Isotope wie ^{14}C und ^{10}Be entstehen durch den Beschuss der Hochatmosphäre mit hochenergetischer kosmischer Strahlung aus galaktischen Supernoven, die durch die Magnetosphäre und den Sonnenwind von der Erde abgehalten werden (vgl. Abb. 1.11). Deshalb sind diese mit der solaren Aktivität antikorreliert: hohe Werte von ^{14}C und ^{10}Be findet man im Sonnenfleckenminimum und niedrige im Sonnenfleckenmaximum (Pang und Yau, 2002).

[22)] Die Radiodatierung beruht auf den Zerfallsraten von radioaktiven Nukliden, welche Naturkonstanten sind. Radiocarbonuhren beruhen auf dem β-Zerfall des Nuklids ^{14}C, ihr Messbereich liegt zwischen 500.000 und 100 Jahren. Pflanzen nehmen bei der Assimilation CO_2 über ihre Blätter aus der Luft auf und bauen diesen Kohlenstoff in ihre Struktur ein. Das natürliche Verhältnis von dem radioaktiven Nuklid ^{14}C und dem stabilen Nuklid ^{12}C ist in der Luft konstant, das gilt auch für das Gewebe lebender Pflanzen. Wenn die Pflanze abstirbt, nimmt sie kein CO_2 mehr aus der Luft auf und das radioaktive ^{14}C zerfällt exponentiell. Aus der ^{14}C-Restaktivität des Gewebes und der Zerfallskonstanten von ^{14}C kann man die Zeitspanne zwischen Absterbe-

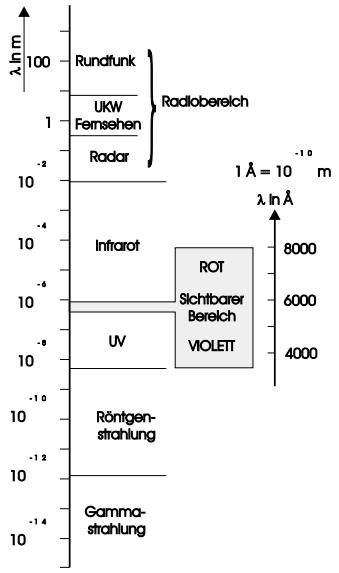

Abbildung 1.13: Das elektromagnetische Spektrum. (Lermer, 2000)

schwierig, da die gemessenen Konzentrationen nicht nur Informationen über die solare Aktivität, sondern auch über Änderungen der geomagnetischen Feldintensität und den Transport von der Atmosphäre in die Archive enthalten, in denen dann keine weitere Veränderung mehr stattfindet (Beer, 2000). Ein Vergleich von verschiedenen Nukliden, wie z. B. ^{14}C und ^{10}Be, die auf gleiche Art und Weise produziert wurden, aber ganz unterschiedliche geochemische Prozesse durchlaufen, ermöglicht, die Produktions- von den Systemeffekten zu trennen (Beer, 2000). Um die Variabilität der Solarstrahlung zu rekonstruieren, werden einige der hier beschriebenen Indizes benutzt, da sie weiter zurückreichen als Satellitenmessungen (vgl. auch Abschnitt 1.5.2).

1.4 Die elektromagnetische Strahlung der Sonne

Das elektromagnetische Spektrum der Sonne reicht von Gamma- und Röntgenstrahlen, über die ultraviolette (UV), sichtbare (VIS) und infrarote (IR) Strahlung bis hin zu Radiowellenlängen (Radiobereich) (Abb. 1.13). Die Energie dieser Strahlung ist umso größer je größer die Frequenz, bzw. je kleiner die Wellenlänge, ist (vgl. auch Anhang A.1). Deshalb wirken die radioaktive Gammastrahlung, die Röntgenstrahlung sowie Teile der UV-Strahlung bei biologischen Lebewesen zellzerstörend.
Die am Oberrand der Erdatmosphäre ankommende solare Strahlung kann annähernd als Schwarzkörperstrahlung[23)] angesehen werden und ist in Abb. 1.14 für den Bereich (UV, VIS und IR) dargestellt, in dem sich der größte Anteil der totalen solaren Energie befindet. Durch Absorption, Streuung und Reflexion wird die ankommende solare Strahlung in der Erdatmosphäre geschwächt, so dass am Erdboden nur noch ein Teil dieser Strahlung ankommt (siehe auch Abschnitt 3.2.1). Vom Erdboden sind Beobachtungen der Sonnenstrahlung deshalb nur im

und Messzeitpunkt bestimmen (Breuer, 1994).

[23)] Die Charakteristika eines schwarzen Strahlers sowie einige Strahlungsgesetze sind im Anhang A.3 zu finden.

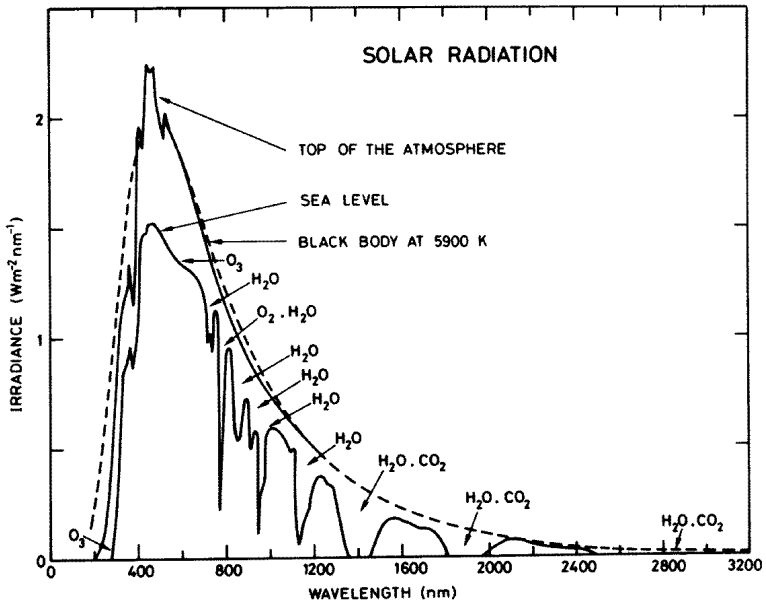

Abbildung 1.14: Das Sonnenspektrum (UV, VIS, IR) am Oberrand der Atmosphäre sowie am Erdboden unter Angabe der verantwortlichen absorbierenden Gase bei den verschiedenen Wellenlängen. Als Vergleich ist die Kurve für einen schwarzen Strahler mit einer Temperatur von 5.900 K angegeben (Brasseur und Solomon, 1984).

sogannten „optischen Fenster" der Erdatmosphäre von 0,3 bis 1 μm[24], in einigen schmalen Bändern des IR-Bereiches und im „Radiofenster" von Millimeterwellen bis zu 20-m-Wellen möglich (Bergmann et al., 2002). In den beiden „Fenstern" der Erdatmosphäre erreicht die einfallende Sonnenstrahlung die Erdoberfläche ohne größere Verluste. Dies erklärt, warum auf der Erdoberfläche neben optischen Teleskopen vorwiegend Radioteleskope aufgestellt werden, während außerhalb der Atmosphäre auch IR-, UV-, Röntgen- und Gammateleskope auf Satelliten eingesetzt werden (Lermer, 2000). Besonders die Strahlung mit Wellenlängen kleiner als 300 nm konnte nur durch extraterrestrische Beobachtungen erschlossen werden.

1.4.1 Spektrale Energieverteilung

Das Sonnenspektrum besteht vom UV (ab ca. 200 nm) bis zum IR aus einem Kontinuum, welches eine maximale Stärke im Sichtbaren (bei ca. 500 nm) besitzt. Diesem Kontinuum sind zahlreiche Absorptionslinien[25], sogenannte Fraunhofer-Linien (siehe nächster Abschnitt), überlagert. 95% der Sonnenstrahlung kommen aus diesem Spektralbereich und haben ihren Ursprung in der Photosphäre. Dort entsteht das Sonnenlicht vorwiegend bei der Bildung von H^--Ionen ($H + e^- \rightarrow H^- + h\nu$) (Bergmann et al., 2002). Die positive Ladung des Wasserstoffkerns ist also in der Lage, nebem dem „normalen" Atomelektron noch ein zweites locker zu binden und ein negative geladenes H^--Ion zu bilden. Die beim Einfang eines freien Elektrons durch ein neutrales H-Atom in Form von elektromagnetischer Frei-gebunden-Strahlung[26]

[24] 1 μm=10^{-6}m=10^3nm, 1 nm=10^{-9}m

[25] Einige Grundlagen elektromagnetischer Strahlung sowie von Absorptions- und Emissionsprozessen sind im Anhang A.1 zu finden.

[26] Freie Elektronen werden nicht nur auf das H^+-Ion zu beschleunigt, sondern von diesem sogar eingefangen. Dadurch erreicht das Elektron einen energiegünstigeren Zustand und neben der Bewegungsenergie des

Kurzbezeichnung	Wellenlänge/nm	Ursprung
H α	656,3	H (Balmer-Serie)
D_1, D_2	589,6/589,0	Na (Dublett)
b_1, b_2, b_4	518,4/517,3/516,7	Mg (Triplett)
H β	486,1	H (Balmer-Serie)
H γ	434,0	H (Balmer-Serie)
g	422,7	Ca
H δ	410,2	H (Balmer-Serie)
H, K	396,9/393,4	Ca^+ (Dublett)

Tabelle 1.3: Bekannte starke Fraunhofer-Linien. (Bergmann et al., 2002). Vgl. auch Abb. A.1 für die Übergänge im Wasserstoffatom.

freigesetzte Bindungsenergie (0,75 eV) erklärt das Auftreten des Sonnenkontinuums. Die H^--Ionen werden durch Stöße oder Strahlungsabsorption leicht wieder zerstört, so dass der hohe Anteil an Wasserstoffatomen erhalten bleibt. Die „Undurchsichtigkeit" der Photosphäre (vgl. Abschnitt 1.2.2) ist auf diese Strahlungsabsorption durch H^--Ionen zurückzuführen.

Die Fraunhofer-Linien

Joseph Fraunhofer (1787-1826) zerlegte 1814 als erster das Sonnenlicht mit einem Glasprisma in seine Farbanteile und untersuchte die darin befindlichen schwarzen Linien, die nach ihrem Entdecker Fraunhofer-Linien genannt wurden (Lermer, 2000). Die Fraunhofer-Linien im Sonnenspektrum sind Absorptionslinien, die in der Photosphäre entstehen. Die Atome der Photosphäre absorbieren die geeigneten Frequenzen des in der tieferen Photosphäre erzeugten elektromagnetischen Strahlungskontinuums, welches sich für einen Erdbeobachter in fehlenden (dunklen) Linien im Spektrum niederschlägt. 1859 gelingt den Physikern Gustav R. Kirchhoff (1824-1887) und Robert W. Bunsen (1811-1899) eine Deutung der Spektrallinien und eine eindeutige Zuordnung von chemischen Elementen zu den einzelnen Linien. Zwischen 300 nm und 1 μm gibt es im Sonnenspektrum über 20.000 Fraunhofer-Linien, von denen die bekanntesten in Tabelle (1.3) zusammengestellt sind. Die meisten der Linien werden durch Atome erzeugt, man findet aber auch schwächere Linien der Moleküle oder Molekülradikale CO, C_2, CN, CH und OH. Im roten und infraroten Bereich des Sonnenspektrums findet man einige Linien, die in der Erdatmosphäre entstehen, sogenannte terrestrische oder tellurische[27)] Linien. Durch die Identifikation der Fraunhofer-Linien konnten 63 Elemente in der Sonnenphotosphäre sicher nachgewiesen werden und es zeigte sich, dass auf der Sonne dieselben chemischen Elemente wie auf der Erde vorkommen. Allerdings sind die prozentualen Anteile der Elemente anders als auf der Erde, 99,9% der Photosphärenmasse bestehen aus Wasserstoff und Helium (siehe auch Abschnitt 1.2). Helium ist allerdings im Photosphärenspektrum praktisch nicht vertreten (Bergmann et al., 2002).
Die Temperaturschichtung der Photosphäre (vgl. Abschnitt 1.2.2) ist eine wesentliche Ursache

Elektrons wird noch die Bindungsenergie frei.
[27)] lat.: tellus, telluris = Erde

für das Auftreten der Fraunhofer-Linien, welches eine Abweichung von dem Spektrum eines „schwarzen Strahlers“ darstellt (vgl. auch Abb. 1.14). Bei stark absorbierenden Wellenlängen, die als Spektrallinien beobachtet werden, kann die Strahlung nur aus den höchsten, kühleren Photosphärenschichten stammen. Deshalb ist die Strahlung aus diesen Bereichen schwächer als die aus tieferen Schichten stammende Strahlung benachbarter Wellenlängen, bei denen kontinuierliche Absorption stattfindet (Bergmann et al., 2002).

Der UV-Bereich

Im mittleren und nahen UV-Bereich (200 bis 400 nm) emittiert die Sonne 111 W/m^2, das entspricht 8% der totalen Solarstrahlung (Lean et al., 1997). Der UV-Bereich wird unterteilt in den UV-A (315-400 nm), den UV-B (280-315 nm) und den UV-C (100-280 nm) Bereich (z. B. Brönnimann, 2002). Das besonders kurzwellige und dadurch sehr schädliche UV-C (es bewirkt Mutationen und Krebs und ist daher biologisch extrem kritisch) wird in der mittleren Atmosphäre (Stratosphäre und Mesosphäre) durch Sauerstoff und Ozon absorbiert (vgl. auch Abschnitt 3.2.1) und dringt nicht zum Erdboden vor. Auch ein Großteil der biologisch schädlichen UV-B Strahlung wird in der Stratosphäre durch Ozon absorbiert (vgl. Abschnitt 3.36). Nur die UV-A und ein geringerer Teil der UV-B Strahlung kommen am Erdboden an.
Während der VIS- und IR-Bereich des Spektrums durch ein Kontinuum gekennzeichnet sind, dominieren im UV-Bereich ab 300 nm Absorptionslinien das Spektrum, welche dem Kontinuum überlagert sind (siehe Abb. 1.15a). Wegen der relativ groben spektralen Auflösung können nur einige der stärksten Linien identifiziert werden: Mg I-Linie bei λ=285,2 nm oder die Mg II h- und k-Linien bei λ=280,3 nm und λ=279,6 nm. Der Abfall in der Nähe von λ=210 nm und das folgende Kontinuum zu kürzeren Wellenlängen hin sind auf die Ionisation von Al I zurückzuführen. Unterhalb dieser Aluminium-Linie nimmt die Bedeutung von Emissionslinien zu, unterhalb von 150 nm verschwinden die Absorptionslinien ganz aus dem Spektrum. Bei Wellenlängen kürzer als 140 nm beginnt die Emission chromosphärischer und koronaler Linien die Emission des Kontinuums zu dominieren. Mit der Abnahme der Wellenlänge von 300 bis 120 nm ändert sich die Quelle der solaren Emission von der Photosphäre zur Chromosphäre. Die effektive Emissionshöhe der Strahlung nimmt also zu kürzeren Wellenlängen hin zu. Das Minimum der Helligkeitstemperatur[28)] zwischen 180 und 150 nm charakterisiert die Übergangsregion zwischen Photo- und Chromosphäre, d.h. die solare Einstrahlung dieser Wellenlängenbereiche hat ihren Ursprung in der Chromosphäre (Brasseur und Solomon, 1984). Die Variation der Helligkeitstemperatur (6000 K oberhalb von 300 nm, 5000 K um 200 nm, 4500 K zwischen 170 und 130 nm) spiegelt sich in den Werten der solaren Ausstrahlung bei den unterschiedlichen Wellenlängen wider. Eine bekannte Emissionslinie ist die Lyman-α Linie des Wasserstoffs bei λ=121,57 nm. Die mittlere Strahlung in dieser Linie beträgt 6 mW/m^2, was soviel ist wie im gesamten Spektrum unterhalb von 150 nm (ohne Lyman-α!) (Stix, 2002).

Der VIS und IR-Bereich

Im Wellenlängenbereich von 400 bis 800 nm (VIS) emittiert die Sonne 48% ihrer Strahlung (Lean und Rind, 1998), den zweitgrößten Beitrag zum solaren Energiefluss liefert der IR-Bereich mit einer Emission von 44% bei Wellenlängen von mehr als 800 nm (Stix, 2002). Der VIS-Bereich des Spektrums erstreckt sich in etwa von 390 bis 780 nm, wobei sich folgende

[28)] Die Helligkeitstemperatur ist die Temperatur eines Schwarzen Körpers, der mit gleicher Intensität emittiert.

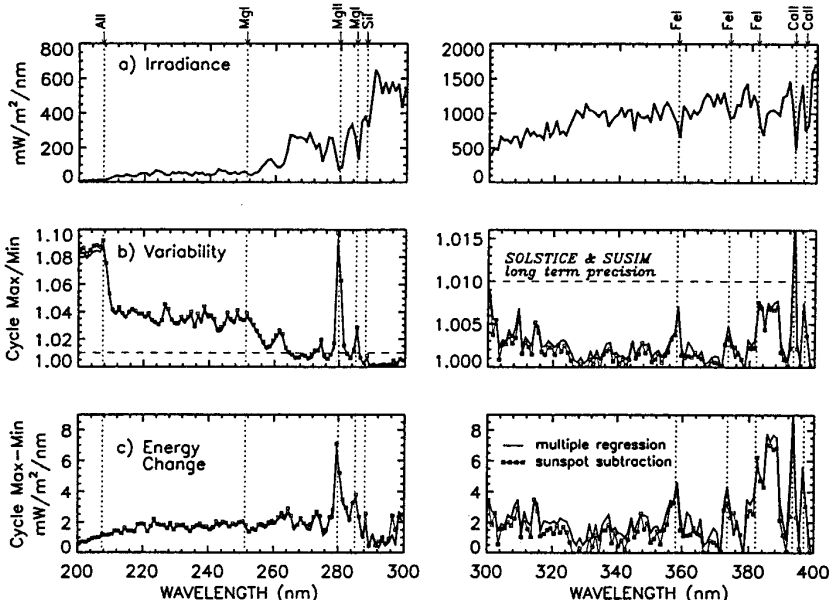

Abbildung 1.15: (a) Solare spektrale Einstrahlung von 200 bis 300 nm (links) und von 300 bis 400 nm (rechts) in 1 nm Schritten gemessen von SOLSTICE. (b) Rate der spektralen Einstrahlung im November 1989 (Sonnenfleckenmaximum) und September 1986 (Sonnenfleckenminimum), welche mit einem Proxy-Modell für die Einstrahlung bestimmt wurde und eine Abschätzung für die Variation des Spektrums mit dem 11-jährigen Sonnenfleckenzyklus darstellt. Die gestrichelte waagerechte Kurve gibt die langzeitliche Genauigkeit der SOLSTICE Messungen an. (c) Änderungen der spektralen Energie vom Maximum zum Minimum der solaren Aktivität. Die gepunkteten vertikalen Linien mit den dazugehörigen Pfeilen an den oberen Bildern geben die Wellenlänge und den Ursprung der wichtigsten Spektrallinien an. (Lean et al., 1997)

Farbaufteilung ergibt: violett (390-430 nm), indigo (430-460 nm), blau (460-490 nm), grün (490-570 nm), gelb (570-600 nm), orange (600-620 nm), rot (620-780 nm). Im grün-gelben Bereich befindet sich das Maximum der solaren Ausstrahlung (Abb. 1.14). Den IR-Bereich unterteilt man in das nahe IR (800-2.000 nm) und das ferne IR (oberhalb von 2.000 nm). Oberhalb von 4.000 nm (4 μm) ist die Solarstrahlung vernachlässigbar gering (vgl. auch Abb. 1.14) im Vergleich zur der von der Erdoberfläche emittierten Strahlung, welche ihr Maximum bei etwa 10 μm hat. Für meteorologische Anwendungen sind sowohl die kurzwellige Solarstrahlung ($\lambda < 4\mu$m) als auch die langwellige terrestrische Ausstrahlung ($\lambda > 4\mu$m) wichtig und werden bei Strahlungsberechnungen getrennt voneinander behandelt (vgl. Abschnitt 3.2.1). Während die Solarstrahlung im VIS-Bereich hauptsächlich durch Ozon absorbiert wird (vgl. auch Abschnitt 3.2.1), erfolgt oberhalb von 700 nm eine starke Energieschwächung der am Oberrand der Atmosphäre ankommenden Strahlung durch Kohlenstoffdioxid und Wasserdampf (Abb. 1.14).

Bei dem VIS und IR Teil des Spektrums handelt es sich, wie bereits erwähnt, um ein Kontinuum. Das IR Spektrum ist in etwa thermisch und kann gut durch die Rayleigh-Jeans Approximation (Gl. A.7) des Planck'schen Strahlungsgesetzes repräsentiert werden (Stix, 2002).

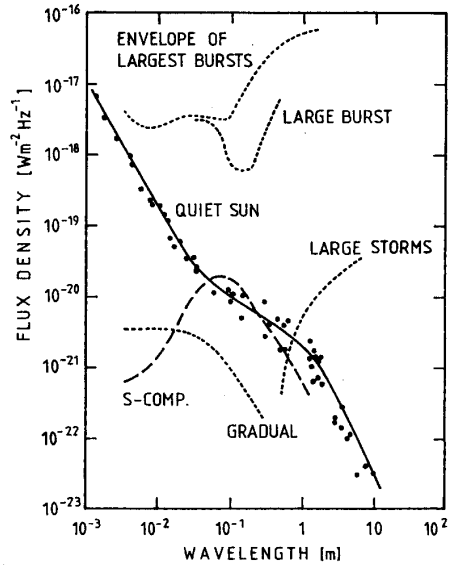

Abbildung 1.16: Die solare Radioemission. Punkte und durchgezogene Linie: ruhige Sonne; gestrichelte Kurve: langsam variierende Komponente; gepunktete Kurven: typisches schnelles Ereignis. (Stix, 2002)

Die Randbereiche des Spektrums

Das Radiospektrum

Das solare Radiospektrum, welches im Mikrowellenbereich bei λ=1 mm anfängt, ist in Abb. 1.16 dargestellt. Der Energiefluss ist wie in der Radioastronomie üblich pro Frequenz- und nicht pro Wellenlängenintervall dargestellt. Das thermische Spektrum der ruhigen Sonne, welches allmählich vom IR in die Radioregion übergeht, zeigt eine negative Steigung von -2 in doppelt logarithmischer Darstellung. Zwischen λ=1 cm und λ=1 m ist diese Steigung allerdings nicht konstant; dort geht die Helligkeitstemperatur der Sonne von 10^4 K in 10^6 K über. Die solare Radioemission wurde um 1942 als erstes von G. C. Southworth und J. S. Hey entdeckt. Der absolute Fluss ist im allgemeinen mit einer Genauigkeit von 90% bestimmbar. Wie bereits weiter oben erwähnt wurde, kann der Fluss mit Antennen am Erdboden gemessen werden, da er durch das Radio-Fenster der Atmosphäre ungehindert zum Boden dringt.

Der extreme UV-Bereich und die Röntgenstrahlung

Unterhalb von λ=120 nm befindet sich der extreme UV-Bereich (EUV). Er ist durch eine große Anzahl von Emissionslinien charakterisiert, die von neutralen Atomen oder von Ionen mit weit auseinanderliegenden Ionisationsniveaus bis zu Fe XVI stammen. Die EUV-Emissionslinien sind eine Hauptinformationsquelle für den Übergangsbereich zwischen der Chromosphäre und der Korona, so dass man diese Teile der Sonnenatmosphäre mit Temperaturen von 8.000 K bis zu 4×10^6 K untersuchen kann. Die Korona ist auch Quelle von weichen **Röntgenstrahlen** (0.1 nm bis 10 nm).

1.4.2 Totale solare Einstrahlung - Solarkonstante

Integriert man die solare Strahlung in Abb. 1.14 über das Sonnenspektrum, so erhält man die totale solare Einstrahlung (engl. „total solar irradiance“ (TSI)) am Oberrand der Atmosphäre, die auch „Solarkonstante“ S genannt wird. Im Gegensatz zur solaren Leuchtkraft $L_\odot$ (vgl. auch Tab. 1.1), welche als die totale von der Sonne in Form von elektromagnetischer Strahlung oder Photonen abgestrahlte Energie pro Zeiteinheit definiert ist, die durch die Oberfläche einer gedachten Kugel um die Sonne vom Radius r=1 AE fließt, ist die Solarkonstante S die Strahlungsleistung pro Fläche:

$$S = \frac{L_\odot}{4\pi r^2}, \tag{1.4}$$

wobei sowohl $L_\odot$ als auch S Integrale über das elektromagnetische Spektrum sind (Stix, 2002). Die von der Sonne ausgehende Strahlung variiert nicht nur mit der Wellenlänge, sondern auch mit der heliographischen Breite. Daraus ergibt sich der wichtige Unterschied zwischen der Solarkonstanten S und der solaren Leuchtkraft $L_\odot$: während die Solarkonstante die totale solare Ausstrahlung in Richtung der Erde angibt, beschreibt die solare Leuchtkraft die totale in alle Richtungen abgestrahlte Energie der Sonne, die alle Energieformen enthält wie z. B. Neutrinos, Sonnenwind, u.s.w. (Hoyt und Schatten, 1997). Beide Größen scheinen nur über einen Faktor, der der gedachten Kugelfläche (mit dem Radius r=1 AE) um die Sonne Rechnung trägt, verbunden zu sein. Dies ist allerdings nicht ganz der Fall, da die Energieproduktion der Sonne nicht einheitlich kugelsymmetrisch verteilt ist: in polaren heliographischen Breiten wird mehr Energie produziert als in äquatorialen Breiten. Die viermal größere Strahlung von anderen sonnenähnlichen Sternen im Vergleich zur Sonne kann mit dem Winkel erklärt werden, mit dem wir die Sonne von der Erde aus sehen. Wir sehen hauptsächlich die äquatorialen Breiten der Sonne, in denen eine niedrigere Energieproduktion stattfindet, woraus sich die scheinbar geringere Strahlungsleistung der Sonne im Vergleich zu sonnenähnlichen Sternen erklären lässt (Schatten, 1993).
Ein anderes Maß für die Leuchtkraft der Sonne ist die sogenannte effektive Temperatur (T_{eff}), die sich bei bekanntem Sonnenradius $R_\odot$ ergibt zu:

$$L_\odot = 4\pi R_\odot^2 \sigma T_{eff}^4, \tag{1.5}$$

wobei σ = 5,67051 $\times$ 10^{-8} W/m^{2}K^4 die Stefan-Boltzmann Konstante ist. Für die Effektivtemperatur (Oberflächentemperatur) der Sonne ergibt sich dann T_{eff} = 5778 $\pm$ 3 K (siehe Tab. 1.1). Das Spektrum eines schwarzen Körpers der Temperatur 5.900 K ist eine gute Näherung für das Sonnenspektrum (Abb. 1.14). Neben der Gravitationsbeschleunigung ist die effektive Temperatur der zweitwichtigste Parameter für die Struktur von Sternatmosphären (Stix, 2002).

Messung der Solarkonstanten

Wie in Abb. 1.14 zu sehen ist, wird die solare Strahlung in der Erdatmosphäre stark geschwächt (im IR) bzw. komplett geblockt (im UV unterhalb von λ=300 nm). Exakte Messungen der Solarkonstanten sind daher nur außerhalb der Erdatmosphäre möglich. Hierfür wird ein sogenanntes Pyrometer benutzt, welches im Prinzip aus einem schwarzem Hohlraum besteht, der die ankommende Strahlung komplett absorbiert. Einen Überblick über die Messungen der Solarkonstanten mit verschiedenen Satelliteninstrumenten gibt Abb. 1.17 und Tab. 1.4. Der Wert der Solarkonstanten wurde zu $S = 1367 \pm 3\ W/m^2$ bestimmt, womit sich mit Gl. 1.4 eine solare Leuchtkraft von $L_\odot = (3,844 \pm 0,010) \times 10^{26}\ W$ ergibt (siehe Tab. 1.1). Der

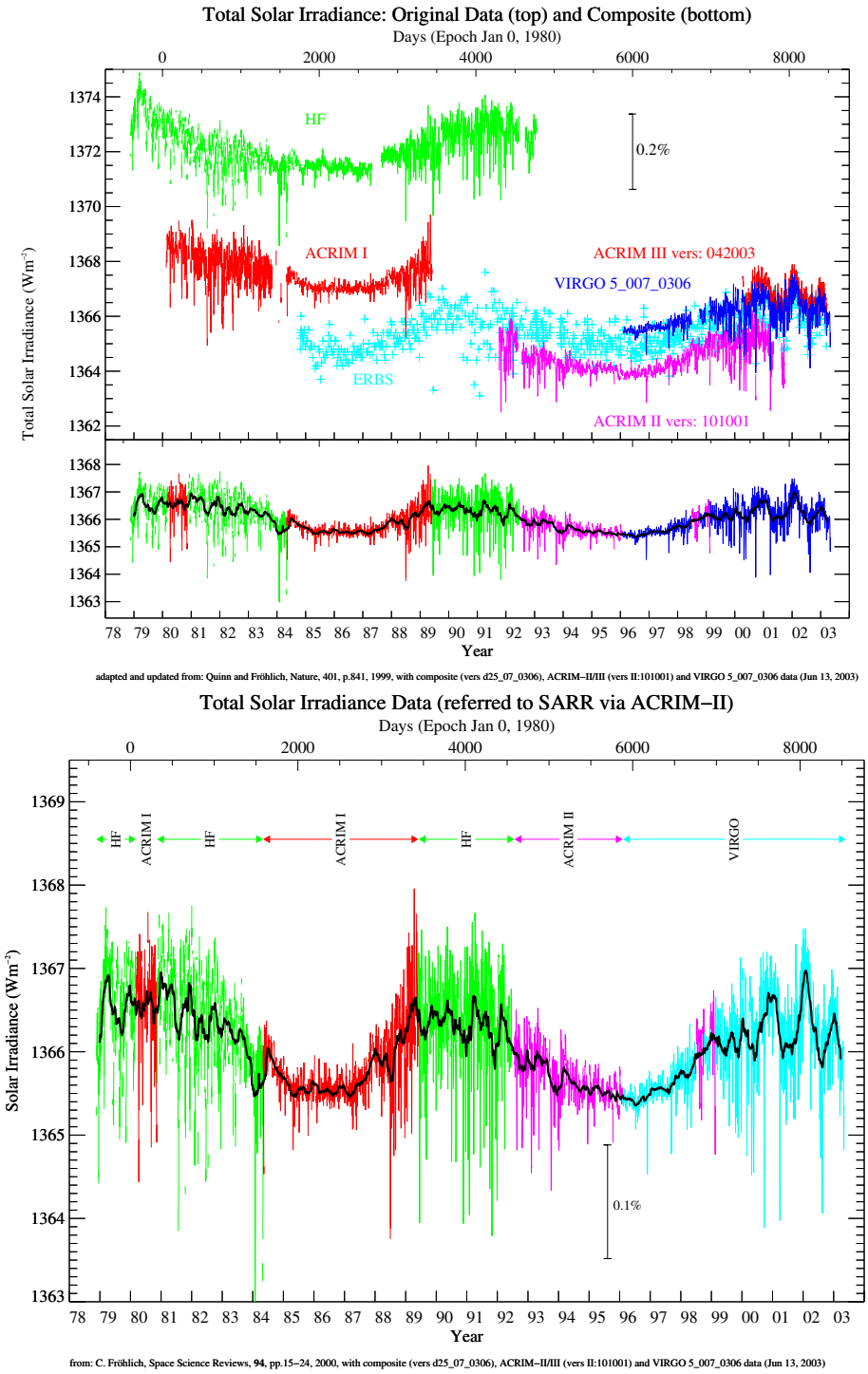

Abbildung 1.17: Oben: Vergleich der Tagesmittelwerte der totalen solaren Einstrahlung von verschiedenen Radiometern auf verschiedenen Satellitenplattformen seit November 1978: HF auf Nimbus 7, ACRIM I auf SMM, ERBE auf ERBS, ACRIM II auf UARS, ACRIM III auf ACRIMSAT und Virgo auf SOHO, darunter: zusammengesetzte Zeitreihe aus diesen Daten. Unten: Zusammengesetzte Zeitreihe mit der Angabe der jeweils benutzten Daten. (Fröhlich, 2000), update: http://www.pmodwrc.ch/solar_const/solar_const.html.

Wert der solaren Leuchtkraft ist für einen Stern der Hauptsequenz des Spektraltyps G2 normal (Stix, 2002). Bevor man die Solarkonstante mithilfe von Satelliteninstrumenten (Abb. 1.17) messen konnte, gab es bereits zahlreiche Abschätzungen aus Messungen von besonders hohen Bergen, um den Effekt der Absorption in der Erdatmosphäre so gering wie möglich zu halten. Tab. 1.4 gibt einen Überblick über historische und aktuelle Werte der Solarkonstanten. Schon in den 1930er Jahren gelang eine erstaunlich genaue Bestimmung der Solarkonstanten unter Berücksichtigung der Schwächung der Solarstrahlung beim Durchgang durch die Erdatmosphäre. Man erkennt aber auch, dass es eine große Schwankungsbreite der verschiedenen Abschätzungen gibt, die auf die Schwierigkeit der Bestimmung des genauen Wertes hindeuten. Eine Bestätigung für die Genauigkeit einiger früherer Schätzungen war aber erst mithilfe von präziseren Satelliteninstrumenten Ende der 1970er Jahre möglich.

1.5 Variationen der Solarstrahlung

Da sich ein Großteil der solaren Energie, die den Antrieb für die atmosphärische Zirkulation liefert, im nahen UV, VIS und IR Bereich befindet (Abschnitt 1.4.1), ist es wichtig, die Schwankungen der solaren Einstrahlung zu bestimmen, die einen signifikanten Einfluss auf das Klima haben könnten. Die Sonnenvariabilität findet auf ganz unterschiedlichen Zeitskalen statt. Neben dem 27-tägigen Rotationszyklus der Sonne, dem 11-jährigen Sonnenfleckenzyklus (Schwabe-Zyklus) und dem magnetischen 22-jährigen Zyklus (Hale-Zyklus), gibt es noch den 88-jährigen Gleisberg-Zyklus und den 205-jährigen De Vries-Zyklus. Solare Variabilität findet auch auf noch längeren Zeitskalen statt, z. B. Variationen von ca. 20.000 bis ca. 40.000 Jahren, die im Zusammenhang mit der Änderung der orbitalen Parameter[29)] stehen. Zusätzlich ist die Variabilität der Solarstrahlung auch noch stark wellenlängenabhängig (Abb. 1.15b und Abb. 1.18). Sie nimmt (auf allen Zeitskalen) zu kürzeren Wellenlängen hin zu, was sich mit der Zunahme der Variabilität der Phänomene in der Sonnenatmosphäre zu größeren Höhen (vgl. Abschnitt 1.2.2) erklären lässt (Andrews et al., 1987). Im Folgenden wird gezeigt, wie diese Zeit- und die Wellenlängenabhängigkeit aussieht. Dabei werden die Variationen der Solarstrahlung im mittleren und nahen UV-Bereich für den 11-Jahreszyklus ausführlich diskutiert, da sie für die vorliegende Arbeit eine entscheidende Rolle spielen. Dass diese Wellenlängenbereiche und damit auch mögliche Variationen in diesem Bereich einen nicht zu vernachlässigenden Anteil an der natürlichen Variabilität der Erdatmosphäre haben, ist bereits angedeutet worden (Abschnitt 1.4.1).

1.5.1 27-tägige Rotationsperiode

Die Variabilität der Solarstrahlung auf der Zeitskala der Rotationsperiode der Sonne ist in Abb. 1.17 anhand der kurzfristigen Schwankungen zu erkennen. Die Einstrahlungsvariationen sind dabei während einer maximalen Sonnenaktivität ausgeprägter als während einer ruhigen Sonnenphase. Die Schwankungen während maximaler Sonnenaktivität betragen etwa 1,5% um 200 nm, etwa 3% um 150 nm und etwa 25% bei 120 nm (z. B. Williams et al., 2001).

[29)] Die Verteilung der Solarstrahlung am Oberrand der Atmosphäre ist von den sogenannten orbitalen Parametern abhängig: Neigung der Erdachse (23° bis 24°; aktueller Wert=23°27'), der Form der Erdbahn um die Sonne, die von einem Kreis bis zu einer Ellipse variieren kann (aktueller Wert der Exzentrizität=0,0167, Verhältnis aus Abweichung von Kreisbahn zum mittleren Radius), und der Entfernung der Erde von der Sonne (Peixoto und Oort, 1992).

Autor	Datum der Beobachtung oder Veröffentlichung	Totale solare Einstrahlung (W/m^2)
Pouillet	1838	1230
Forbes	1842	1988
Herschel	1847	1458
Crova	1875	1324
Violle	1879	1772
Langley	1884	2903
Abbot	1904	1465
Abbot	1923-1954	1358
Linke	1932	1354
Mulders	1934-1935	**1361**
Unsold	1938	1326
Moon	1940	1322
Aldrich&Abbot	1948	1325
Schuepp	1949	**1367**-1416
Allen	1950	1374
Nicolet	1951	1382
Aldrich&Hoover	1952	1349
Johnson	1954	1395
Sitnik	1967	1448
Drummond	1968	**1360**
Duncan&Webb	1968	1349
Kruger	1968	1358
McNutt&Riley	1968	1343-**1362**
Stair&Ellis	1968	**1360-1370**
VonderHaar	1968	1390
Arvenson et al.	1968	1355-**1365**
JPL-Mariner 6&7	1969	1355
Murcray et al.	1969	1338
Thekaekara et al.	1969	1352
Kondratyev&Nikolsky	1970	1353
Labs&Neckel	1970	1358
Willson	1971	**1370**
Nimbus-7/HF	1978-1993	1372
SMM/ACRIM I	1980-1989	**1368**
ERBS/ERBE	1984-1993	**1365**
EURECA/SOVA	Aug. 1992-May 1993	**1366**
Atlas1&2/SOLCON	"	"
UARS/ACRIM II	1991-2001	**1365**
SOHO/VIRGO	1996-2005	**1366**
ACRIMSAT/ACRIM III	2000-?	**1367**
SORCE/TIM	Januar 2003-2007	bisher nur vorläufige Daten

Tabelle 1.4: Übersicht über einige der vielen Messungen der Solarkonstanten (Hoyt und Schatten, 1993) ergänzt nach Willson (2001); Pap et al. (1999); Fröhlich (2000); Pap (2003) und Gary Rottman (2003, persönliche Mitteilung). Seit 1978 existieren Satellitendaten. Werte zwischen 1360 und 1370 W/m^2 sind hervorgehoben.

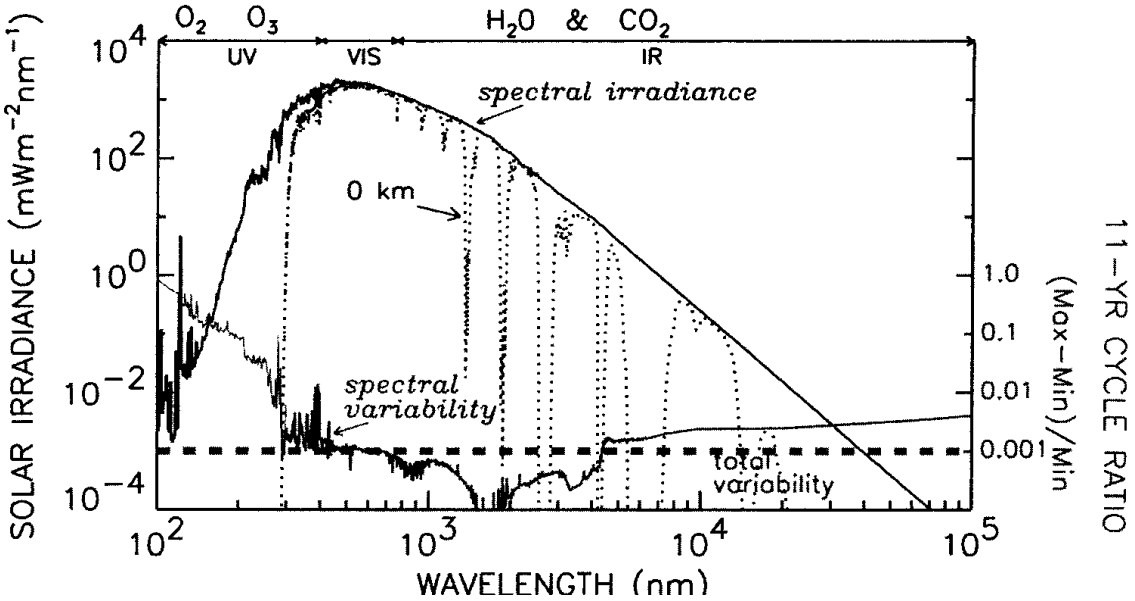

Abbildung 1.18: Spektrale Solarstrahlung am Oberrand der Atmosphäre sowie ihre abgeschätzte Variabilität mit dem 11-jährigen Sonnenfleckenzyklus. Zusätzlich ist das Strahlungsspektrum an der Erdoberfläche (0 km) dargestellt sowie die Gase, die für die Absorption der Sonnenstrahlung in der Erdatmosphäre verantwortlich sind (Lean, 2000a).

Diese Änderungen sind teilweise wirkliche Variationen mit der Zeit, aber teilweise auch nur Ausdruck der ungleichmäßigen Verteilung der Quellen in der Sonnenatmosphäre, die mit der Sonnenrotation über die sichtbare Hemisphäre der Sonne wandern.

1.5.2 11-jähriger Zyklus

Bereits in Abschnitt 1.3.1 sind die vielen Phänomene angesprochen worden, die in Zusammenhang mit der 11-jährigen Variabilität der Sonne stehen. Hier sollen nun die Variationen in der solaren Ausstrahlung betrachtet werden.

Variationen der Solarkonstanten

Dass die Solarkonstante eigentlich keine Konstante ist, sondern sich mit der 27-tägigen Rotationsperiode der Sonne und dem 11-jährigen Sonnenfleckenzyklus verändert (um etwa 0,1%), wurde bereits in Abb. 1.17 deutlich. Schon Abbot et al. (1913) bemerkten eine Variation der Solarkonstanten bei hoher und niedriger Sonnenaktivität, konnten dies aber nicht erklären, und so wurde dieser Beobachtung keine weitere Bedeutung zugeschrieben. Die Bestimmung von Variationen der solaren Einstrahlung wurde erst mithilfe von Satelliten möglich. Diese einheitlich zu bestimmen, ist allerdings schwierig und hängt von verschiedenen Faktoren ab, wie z. B. von Gerätefehlern und -besonderheiten/unterschieden und deren Kalibrierung. Seit 1978 gibt es praktisch kontinuierliche Messungen der totalen Solarstrahlung mit Satelliten (vgl. Abb. 1.17 und Tab. 1.4) und zusätzlich einige Messungen von Ballonen oder Raketen. Die Genauigkeit der Einstrahlungsmessungen von verschiedenen Instrumenten liegt bei etwa 0,2% (vgl. Abb. 1.17 oben) und reicht daher nicht aus, um langzeitliche Änderungen von etwa 0,1% (vgl. Abb. 1.17 unten) mit dem 11-jährigen Sonnenfleckenzyklus zu bestimmen (Fröhlich, 2000). Während die

Genauigkeit der Instrumente ausreicht, kurzfristige Schwankungen zu beobachten, kann man langzeitliche Schwankungen nur mithilfe einer aus allen vorhandenen Daten unter Berücksichtigung der einzelnen Instrumentenfehler und -genauigkeiten zusammengesetzten Zeitreihe abschätzen (Abb. 1.17 unten). Besonders wichtig ist die überlappende Messung mit mindestens zwei verschiedenen Instrumenten, um beispielsweise die Lücke zwischen ACRIM I und II mithilfe des HF-Instruments zu füllen. Für eine detaillierte Beschreibung der Rohdatenanalyse sowie deren Kombination sei auf Fröhlich (2000, 2003) und dort angegebene Referenzen verwiesen.
Den langzeitlich positiven Trend der totalen solaren Einstrahlung von ~0,04% pro Dekade zwischen den Minima des Sonnenfleckenzyklus von 1986 bis 1996 (Zyklen 21-23) (Willson, 2001; Willson und Mordinov, 2003) führt Fröhlich (2003) auf eine nicht berücksichtigte Korrektur zurück. Berücksichtigt man diese, so findet man keinen signifikanten Trend über die letzten 23 Jahre. Um in Zukunft ein besseres Verständnis und genauere Daten für langzeitliche Schwankungen der Solarstrahlung zu erhalten, müssen qualitativ noch hochwertigere Instrumente mit größerer photometrischer Präzision eingesetzt werden (Lean, 2000a). Zukünftige Trends in der solaren Einstrahlung werden vermutlich die der letzten 350 Jahre nicht überschreiten und im Bereich von $\pm$0,4 Wm^{-2} pro Dekade für die totale Einstrahlung liegen (Lean, 2001). Der Klimaantrieb der totalen solaren Einstrahlung zwischen den Sonnenfleckenminima von 1996 und 2016 wird vermutlich $\pm$0,1 Wm^{-2} betragen und ist damit deutlich geringer als der vorhergesagte Nettoklimaantrieb durch anthropogene Faktoren (0,5-0,9 Wm^{-2}). Bisher ist es allerdings nicht möglich, verlässliche Aussagen über die zukünftige Entwicklung der solaren Aktivität zu treffen (Lean, 2001).

Spektrale Variationen

Die beschriebenen 11-jährigen Variationen der „Solarkonstanten“ sind allerdings sehr stark wellenlängenabhängig und erreichen besonders im UV-Bereich nicht zu vernachlässigende Größenordnungen von 20%, 8% und 3% in der Nähe von 140, 200 und 250 nm (Lean et al., 1997; Rottman, 2000) (siehe Abb. 1.15b, Abb. 1.18 sowie Abb. 3.9). Damit sind die Variationen, die mit dem 11-jährigen Sonnenfleckenzyklus auftreten, ungefähr doppelt so groß wie die Variationen mit dem 27-Tagezyklus (Stix, 2002). Auch in anderen Spektralbereichen kommt es während maximaler Sonnenaktivität zur starken Variationen. In Abb. 1.16 ist der s-Komponente (engl. für „slowly varying“), welche mit dem 11-jährigen Sonnenfleckenzyklus korreliert ist, das Radiospektrum bei großer Variabilität überlagert. Der Fluss kann den der ruhigen Sonne um bis zu zwei Größenordnungen übersteigen, weswegen der Radiofluss bei 10,7 cm auch als Maß für die solare Aktivität des 11-jährigen Zyklus benutzt wird (vgl. Abschnitt 1.3.2). Auf der Zeitskala von Sekunden und Tagen gibt es auch schnelle Ausbrüche der Radioemission (engl. „bursts“). Während solcher Vorkommnisse kann der Fluss den der ruhigen Sonne um mehrere Größenordnungen übertreffen und weicht dann deutlich vom thermischen Spektrum ab.
Im EUV-Bereich werden Variationen zwischen Sonnenfleckenmaximum und -minimum um einen Faktor 200 im 8-20 Å Band[30)] und einen Faktor 20 im 44-60 Å Band beobachtet. Die größte Variation im Bereich von einigen Größenordnungen tritt bei „solar flares“ (siehe Abschnitt 1.3.1) auf, bei der harte Röntgenstrahlen unterhalb von λ=1 Å und sogar Gammastrahlen emittiert werden.

[30)] 1 Å=10^{-10} m=0,1 nm.

Satellit	Instrument	Beobachtungs-zeitraum	Wellenlängen-bereich (nm)	Spektrale Auflösung (nm)
Nimbus 7	ERB UV Filter Kanal	Nov. 1978-1992	275-360 & 300-410	–
UARS	SOLSTICE&SUSIM	1991-2001	120-420	0,2
SOHO	VIRGO	Dez. 1995-2005	402 (nahes UV),	–
			500 (VIS),	–
			862 (nahes IR)	–
SORCE	SIM	Jan. 2003-2007	200-2000	0,25-33

Tabelle 1.5: Übersicht über die Instrumente, mit denen die spektrale solare Einstrahlung gemessen wird nach Lean (2000a); Rottman (2000); Pap et al. (1999); Rottman und Cahalan (2000); Pap (2003); Rottman (2003, persönliche Mitteilung) und http://virgo.so.estec.esa.nl/ sowie http://lasp.colorado.edu/sorce/. Die beiden Spektrometer SOLSTICE und SUSIM decken den gleichen Wellenlängenbereich mit etwa der gleichen Auflösung ab, benutzen aber ganz unterschiedliche Näherungen, um Sensitivitätsänderungen während des Fluges zu bestimmen. Mit dem SOLSTICE Instrument ist es beispielsweise möglich, sowohl die Sonne als auch andere helle Sterne mit der gleichen Optik und den gleichen Detektoren zu beobachten (Rottman, 2000).

Messung der UV-Strahlung

Die Absorption der UV-Strahlung in der Erdatmosphäre erfordert, wie bereits erwähnt wurde, eine Messung der UV-Strahlung von Raketen oder Satelliten aus. Die auf Satelliten gestützten Messungen der solaren spektralen Einstrahlung existieren hauptsächlich für den UV-Bereich (Tab. 1.5) und sind von zeitlich kürzerer Dauer als die Messungen der totalen solaren Einstrahlung (TSI) (Lean, 2000a) (vgl. Tab. 1.4). Die längsten und verlässlichsten Daten stammen vom UARS-Satelliten, der seit Oktober 1991 misst. Eine Übersicht über andere Satellitenmessungen der spektralen solaren Einstrahlung gibt Tab. 1.5. Diese Daten sind zum einen für sonnenphysikalische Untersuchungen von außerordentlichem Interesse und bilden zum anderen die Grundlage für Klimamodellstudien. Das VIRGO-Experiment lieferte die ersten Informationen über Änderungen der Solarstrahlung im VIS und nahen IR und auch das SIM-Instrument wird eine der ersten akuraten und kontinuierlichen Messungen der solaren spektralen Einstrahlung im VIS und IR Bereich liefern.
Mithilfe der Satellitendaten konnte festgestellt werden, dass die Variabilität der Solarstrahlung von den dunklen, kühlen Sonnenflecken und den hellen, heißen Fackeln bestimmt wird, deren Einfluss entgegengesetzt und stark wellenlängenabhängig ist. Während die dunklen Sonnenflecken zu einer Verringerung der totalen solaren Ausstrahlung führen, da sie weniger als ihre Umgebung emittieren, führen die hellen Fackeln und Plages zu einer Verstärkung (Abb. 1.19). Die Fackeln prägen die Variation der Strahlung mit dem Rotationszyklus und dem 11-jährigen Zyklus für Wellenlängen kleiner als 300 nm, während sich die 300 bis 400 nm Strahlung eher wie die totale solare Ausstrahlung mit einem deutlichen Sonnenfleckeneinfluss auf kürzeren Zeitskalen verhält. Die Sonnenflecken haben einen minimalen Effekt auf die UV-Strahlung aber einen signifikanten Einfluss auf sichtbare Wellenlängen (Lean, 2000a). Zu der Wellenlängenabhängigkeit kommt noch eine Zeitabhängigkeit dazu: während die Sonnenflecken kurzzeitige (27-tägige) TSI-Schwankungen dominieren (siehe Abb. 1.20), dominieren die Fackeln langfristige TSI-Schwankungen (11-jährigen Sonnenfleckenzyklus) (siehe Abb. 1.19).

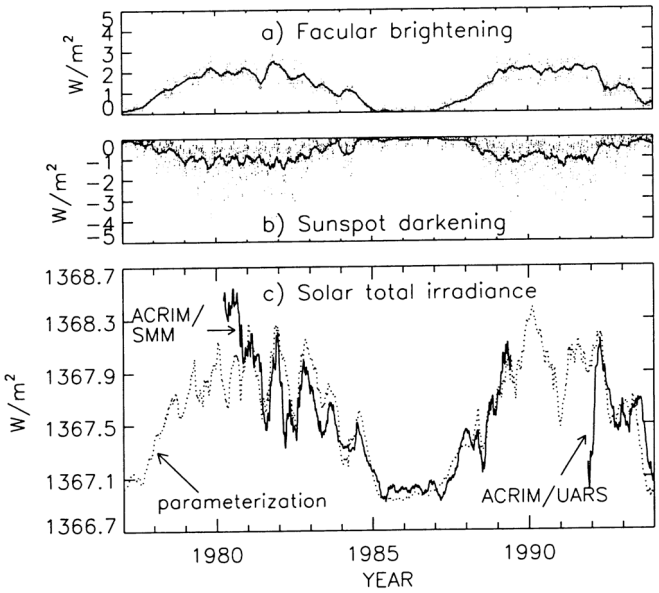

Abbildung 1.19: Beiträge zur Variabilität der totalen solaren Ausstrahlung von der (a) bolometrischen Helligkeit der Fackeln, welche die Variationen langzeitlicher TSI-Schwankungen dominieren, und von dem (b) verdunkelnden Effekt der Sonnenflecken. Die Punkte geben tägliche Daten an, während die durchgezogene Linie ein 81-tägiges gleitendes Mittel ist. Die generelle Übereinstimmung in (c) zwischen der Netto-Parametrisierung (gepunktete Linie) der beiden in Konkurrenz stehenden Mechanismen und der von ACRIM beobachteten totalen solaren Einstrahlung (durchgezogene Linie) bestätigt, dass Sonnenflecken und Fackeln hauptsächlich für die Variationen der TSI während des 11-jährigen Sonnenfleckenzyklus verantwortlich sind. (Lean und Rind, 1998)

Parametrisierung der UV-Strahlung

Da man keine lang zurückreichenden Zeitreihen der solaren Variabilität für den UV-Bereich hat, die spektralen Variationen für Wellenlängen größer als 300 nm noch nicht gut verstanden sind und für Wellenlängen größer als 400 nm erst seit kurzem Daten existieren (aufgrund von mangelnder Sensitivität und länger anhaltender Stabilität von Satelliteninstrumenten (vgl. Tab. 1.5) (Lean, 2000a)), ist man an einer Parametrisierung des UV-Bereiches interessiert. Das Spektrum für Wellenlängen oberhalb von 400 nm (vgl. Abb. 1.18) kann bisher nur theoretisch abgeschätzt werden (Solanki und Unruh, 1998; Unruh et al., 2000).
Beispielhaft wird die Parametrisierung der UV-Strahlung nach Lean et al. (1997) kurz skizziert (genauere Angaben sind in der Veröffentlichung zu finden), da diese Daten die Grundlage für die in Kapitel 3 und folgenden vorgestellten Modellexperimente liefern. Lean et al. (1997) benutzen einen neu entwickelten Index für den verdunkelnden Effekt der Sonnenflecken im UV-Bereich und den Mg Index als Näherung für die hellen Fackeln, um solare Variationen im mittleren und nahen UV-Bereich (200-400 nm) zu rekonstruieren und mit den Messungen von Satelliten zu vergleichen. Die Parametrisierung des Effektes von Sonnenflecken ist einfacher, da eine Vielzahl verlässlicher, lang zurückreichender Sonnenfleckenaufzeichnungen existiert (vgl. Abb. 1.12). Dabei werden die mittlere wellenlängenabhängige Intensität des Flecks relativ zum Hintergrund der Photosphäre, die heliosphärische Position der Sonnenflecken sowie der Anteil der mit Sonnenflecken bedeckten sichtbaren Hemisphäre berücksichtigt.

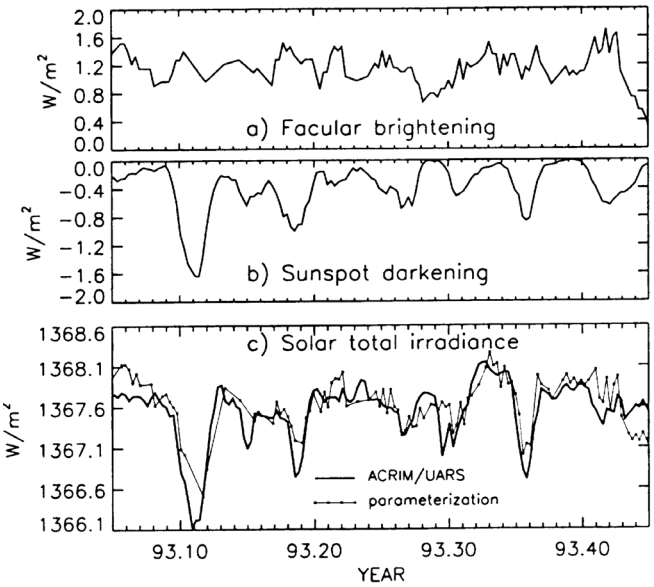

Abbildung 1.20: Parametrisierung für Januar bis April 1993 der (a) bolometrischen Helligkeit der Fackeln und des (b) verdunkelnden Effektes der Sonnenflecken, welcher hauptverantwortlich für die Variationen der kurzzeitigen TSI-Schwankungen ist. Die Übereinstimmung in (c) zwischen der Netto-Parametrisierung und der totalen solaren Einstrahlung wie sie von ACRIM beobachtet wurde bestätigt, dass die Kombination aus dunklen Sonnenflecken und hellen Fackeln einen Großteil der beobachteten TSI-Variationen auf der Zeitskala der solaren Rotation erklären kann. (Lean und Rind, 1998)

Prinzipiell kann man einen ähnlichen Ansatz auch für den Einfluss von Fackeln benutzen. Allerdings sind die Unsicherheiten sehr viel größer, da sich die Fackeln nicht so stark wie die Sonnenflecken vom ruhigen Sonnenhintergrund abheben und es keine verlässlichen historischen Aufzeichnungen gibt. Man bedient sich daher sogenannter Proxy-Indizes, und zwar des Mg II „core-to-wing" (Kern-zu-Flügel) Index und der Äquivalentbreite der He I Linie (engl. „equivalent width (EW)") (vgl. Abb. 1.12). Mithilfe einer Multiregressionsanalyse der beiden Datensätze ergibt sich eine Zeitreihe der UV Strahlung bei der Wellenlänge λ, F(λ,t), deren Modulationen von dem verdunkelnden Effekt der Sonnenflecken (beschrieben durch die Funktion P_S^{320}) und den hellen Fackeln (repräsentiert durch P_F^{PROX}, Mg II Index) bestimmt wird:

$$F(\lambda, t) = a(\lambda) + b(\lambda)P_F^{PROX}(t) + c(\lambda)P_S^{320}(t). \tag{1.6}$$

Die mithilfe von Gl. 1.6 rekonstruierten Zeitreihen der solaren Variabilität sind in Abb. 1.21 von 1979 bis 1995 in vier 50 nm Wellenlängenabschnitten von 200 bis 400 nm dargestellt. Man erkennt, dass im September 1986 ein Minimum der solaren Aktivität zwischen den Sonnenfleckenzyklen 21 und 22 auftaucht, während ein Maximum im November 1989 im Sonnenfleckenzyklus 22 zu finden ist. Gut zu erkennen ist auch die stärkere Variabilität der UV-Strahlung (Abb. 1.21a-d), die zu kürzeren Wellenlängen zunimmt, im Gegensatz zur totalen solaren Strahlung (Abb. 1.21e). Diese parametrisierten solaren Einstrahlungsvariationen wurden mit Messungen von zwei unterschiedlichen Datensätzen, Nimbus 7 und SOLSTICE[31)]-Daten (siehe auch Tab.

[31)] Die SOLSTICE Spektren sind in einem 1-nm Gitter im Goddard Space Flight Center Distributed Active

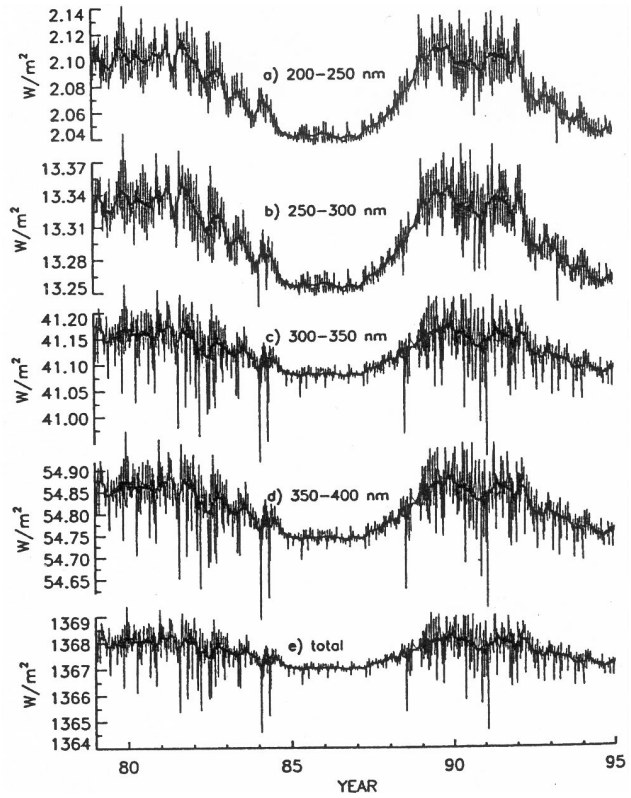

Abbildung 1.21: Solare Einstrahlungsvariationen im mittleren und nahen UV-Bereich rekonstruiert von 1979 bis 1995 mit der Parametrisierung für den verdunkelnden Effekt von Sonnenflecken sowie der hellen Fackeln, welche aus der Multiregression der trendbereinigten SOLSTICE 1-nm Spektren abgeleitet wurde, summiert über verschiedene Wellenlängenbänder (a) 200-250 nm, (b) 250-300 nm, (c) 300-350 nm, (d) 350-400 nm und als Vergleich dazu (e) Variationen in der totalen solaren Einstrahlung abgeschätzt mit einem Näherungsmodell der SMM/ACRIM I Messungen von 1980 bis 1989. (Lean et al., 1997)

1.5) verglichen, um eine Aussage über die Amplitude der solaren Aktivität zu treffen. Ein Vergleich mit direkten SOLSTICE-Messungen ergab Korrelationskoeffizienten von 0,91; 0,55; 0,55 und 0,51 für die Bänder 200-250, 250-300, 300-350 und 350-400 nm. Der Abfall der Korrelation zu längeren Wellenlängen hin entsteht durch die Abnahme der solaren Variabilitätsamplitude zu größeren Wellenlängen. Da die Variationen im UV-Spektrum für Wellenlängen größer als 250 nm im Bereich der kurzzeitigen Genauigkeit der SOLSTICE-Daten liegen, überlagern also instrumentelle Effekte die Variation der Daten und reduzieren die Korrelation mit der Parametrisierung (Gl. 1.6). Da die Näherungen für Sonnenflecken und Fackeln selbst miteinander korrelieren, könnte die Regressionsanalyse (Gl. 1.6) nicht ganz eindeutig sein. Ein alternativer Ansatz, der von der gemessenen Einstrahlung sowohl die Hintergrundstrahlung als auch den direkt spezifizierbaren verdunkelnden Effekt der Sonnenflecken entfernt, um dann die übrig gebliebene Einstrahlungskomponente mit einer Näherung für den Effekt der Fackeln (Mg Index) zu korrelieren[32], erzielte allerdings ähnliche Resultate.

Archive Center (DAAC) archiviert; alle instrumentellen Effekte sind von den Daten entfernt worden.

[32] Dieser Ansatz wird z. B. auch von Fligge und Solanki (2002) benutzt.

Wellenlängenband nm	MIN (W/m^2)	MAX (W/m^2)	MAX/MIN	MAX-MIN (W/m^2)	Prozent der TSI-Änderung [MAX-MIN]/1,34×100
200-250	2,037	2,113	1,0369	0,075	5,6
250-300	13,251	13,348	1,0074	0,098	7,3
300-350	41,076	41,172	1,0023	0,096	7,2
350-400	54,737	54,881	1,0026	0,144	10,7
200-300	15,288	15,461	1,0113	0,173	12,9
300-400	95,813	96,053	1,0025	0,240	17,9
200-400	111,101	111,514	1,0037	0,413	30,8

Tabelle 1.6: Solare UV-Energie in einigen Wellenlängenbändern gemittelt für Sonnenfleckenminimumbedingungen im September 1986 (MIN) und Sonnenfleckenmaximumbedingungen im November 1989 (MAX). Zusätzlich ist die Energie in den einzelnen Bändern als Teil der Energieänderung der totalen solaren Ausstrahlung ΔTSI = 1,34 W/m^2 angegeben, der für den gleichen Zeitraum aus Rekonstruktionen der SMM/ACRIM I Messungen abgeschätzt wurde. (Lean et al., 1997)

Der Beitrag von UV-Variationen

Die Variationen der UV-Strahlung mit dem 11-Jahreszyklus sind in Tab. 1.6 für verschiedene Wellenlängenbänder dargestellt. Die prozentualen Einstrahlungsänderungen zwischen Sonnenfleckenmaximum und -minimum sind in Abb. 1.18 und Abb. 3.9 dargestellt. In Tab. 1.6 ist zusätzlich die Energieänderung im UV-Bereich als prozentualer Teil der totalen solaren Ausstrahlung angegeben. Im mittleren (200-300 nm) und nahen (300-400 nm) UV-Strahlungsband gibt es eine Energieänderung von 0,173 W/m^2 und 0,240 W/m^2 mit dem Sonnenfleckenzyklus; das entspricht einem Beitrag von ungefähr 13% bzw. 18% zur totalen solaren Variabilität. Die totale Energie von 200 bis 400 nm steigt um 0,4 W/m^2 vom Sonnenfleckenminimum zum -maximum an. Diese Energie ist für etwa 31% der totalen solaren Ausstrahlung mit dem 11-jährigen Zyklus verantwortlich. Gut zu erkennen ist auch die um 300 nm auftretende Änderung der Variabilität, die auf den bereits erwähnten wellenlängenabhängigen Einfluss von Fackeln und Flecken zurückzuführen ist. Die größte Variabilität im 300 bis 400 nm Spektrum tritt in Wellenlängenbereichen auf, die dem Kern der Fraunhofer-Linien entsprechen und deren Zyklusamplitude von 0,5 bis 1,5% reicht, wenn man sich die SOLSTICE-Daten in 1 nm Auflösung ansieht. Eine geringere Variabilität findet man in den Flügeln dieser Linien (ca. 0,1 bis 0,2%). Ob die Variationen der Solarstrahlung wirklich auf die Spektrallinien begrenzt ist und durch diese dominiert wird, ist noch nicht bekannt und konnte aufgrund der limitierten 1-nm Auflösung der Analyse nicht untersucht werden (Lean et al., 1997).
Heutige Untersuchungen sind immer noch nicht in der Lage, die Rekonstruktionen der solaren Einstrahlung zu bestätigen oder zu widerlegen, außer für die 200-250 nm Region, in der die gemittelten UARS-Änderungen gut mit den rekonstruierten Einstrahlungen übereinstimmen (Lean et al., 1997). Für diese Bestätigung sind spektral aufgelöste Messdaten für mindestens einen Sonnenfleckenzyklus nötig, die noch nicht existieren (vgl. Tab. 1.5).
Die Ausführungen machen deutlich, dass es obwohl die totale solare Ausstrahlung um nur 0,1% mit dem Sonnenfleckenzyklus variiert, zu sehr viel größeren Schwankungen im UV-Bereich des Sonnenspektrums kommt, der für die Ozonproduktion und Erwärmung der mittleren Atmo-

sphäre verantwortlich ist (siehe Abschnitt 3.2.1) und einen nicht unerheblichen Anteil an der solaren Energie hat, die die Erdatmosphäre erreicht. Die Berücksichtigung dieser UV-Variationen der Solarstrahlung sind daher für Klimamodellstudien sehr wichtig, wie im weiteren Verlauf gezeigt werden wird.
Der Vollständigkeit halber sollen noch einige andere Rekonstruktionen für die Variabilität der spektralen solaren Einstrahlung genannt werden. Solanki und Unruh (1998) finden beispielsweise, dass man die Beobachtungen (mit Schwerpunkt auf der UV-Strahlung) nicht reproduzieren kann, wenn man nur eine Änderung der Effektivtemperatur der Sonne oder von Teilen ihrer Oberfläche berücksichtigt. Eine Rekonstruktion der Beobachtungsdaten gelingt mit einem 2- bzw. 3-Komponenten Modell. Eine Komponente ist die ruhige Sonne, ein anderer die Fackelkomponente und ein dritter (für den Fall des 3-Komponenten Modells) die Temperaturverteilung von Sonnenflecken. Die Ergebnisse dieser Modellstudien bestätigen die Annahmen vieler anderer Studien, dass Variationen der totalen solaren Einstrahlung hauptsächlich durch das Magnetfeld an der Sonnenoberfläche hervorgerufen werden. Außerdem erlaubt die Untersuchung von Solanki und Unruh (1998) eine verbesserte Abschätzung der relativen Beiträge verschiedener photosphärischer Schichten und der verschiedenen Wellenlängenregionen zu der Variation der totalen Solarstrahlung.
Es sollte an dieser Stelle noch einmal daraufhingewiesen werden, dass längst noch nicht alle Prozesse auf der Sonne verstanden sind. Ungeklärt ist beispielsweise, welchen Anteil globale Änderungen auf der Sonne und welchen Anteil photosphärische magnetische Phänomene (wie z. B. Sonnenflecken und Fackeln) an den beobachteten langzeitlichen Variationen der Solarstrahlung haben (Foukal, 2002; Pap, 2003). Eine noch genauere Abschätzung der solaren Variabilität ist auch im Hinblick auf die zukünftige Unterscheidung von anthropogenen und natürlichen Klimaänderungen sehr wichtig.

1.5.3 Maunder Minimum

Das Maunder Minimum ist ein Beispiel für eine Phase sehr geringer Sonnenaktivität, in der kaum Sonnenflecken beobachtet wurden (vgl. Abschnitt 1.3.2). Da diese Zeit geringer Sonnenaktivität mit der kleinen Eiszeit in Europa zusammenfällt, ist man an einer Rekonstruktion der solaren Einstrahlungsvariationen für dieses Minimum interessiert. Neuere Abschätzungen gehen von einem Anstieg der totalen solaren Strahlung von 0,2% (0,7% im UV von 200-400 nm, 0,2% im VIS und 0,07% im IR) seit dem Maunder Minimum aus (Lean, 2000b). Im UV-Bereich sind diese Variationen wieder größer und betragen 24%, 13,5% und 1,4% bei 150, 200 und 300 nm (Lean, 2000b). Damit liegen diese Änderungen etwas über den prozentualen Variationen des 11-Jahreszyklus.
In einer kürzlich erschienen Arbeit zweifelt Foukal (2003) die Abschätzungen für das Maunder Minimum an, die aus dem Vergleich mit anderen anomal ruhigen Sternen abgeleitet wurden. Er vermutet, dass wenn multidekadische Trends in der totalen solaren Einstrahlung existieren, diese nicht nur auf einer Änderung des Beitrages von Fackeln, sondern auf komplizierteren Prozessen auf der Sonne beruhen.

1.6 Globale Strahlungsbilanz des Klimasystems

Da die von der Sonne am Oberrand der Atmosphäre ankommende Strahlung, die durch Absorption, Streuung und Reflexion in der Erdatmosphäre geschwächt wird (Abb. 1.14 und Abschnitt 3.2.1), die Hauptenergiequelle für den Antrieb der atmosphärischen Zirkulation liefert, können die eben beschriebenen Variationen der Sonneneinstrahlung einen nicht zu vernachlässigenden Einfluss auf das Klima haben (Kapitel 2).
Damit sich das Klimasystem im Mittel im Gleichgewicht befindet, muss die von der Sonne auf die Erdatmosphäre treffende Strahlung durch eine terrestrische Gegenstrahlung ausgeglichen werden. In Abb. 1.22 ist das Jahresmittel des globalen Strahlungshaushaltes dargestellt, welches sich aus der kurzwelligen, ankommenden Solarstrahlung (linke Seite) und der langwelligen, abgestrahlten terrestrischen Strahlung zusammensetzt (Peixoto und Oort, 1992). Dabei gibt Abb. 1.22 nur einen mittleren Zustand an, der je nach maximaler bzw. minimaler Sonnenaktivität variiert (vgl. Abschnitt 1.5.2). In Energiebilanzrechnungen wird der Wert der Solarkonstanten noch durch vier dividiert, um der Tatsache Rechnung zu tragen, dass die Erde als Kugelfläche ausstrahlt, aber nur auf einer Kreisfläche absorbiert[33]. Im Mittel absorbiert und emittiert die Erde pro Einheitsfläche und bei ruhiger Sonne 239,32 W/m^2 (Hoyt und Schatten, 1997). Bei diesem Wert ist die Albedo, also die von der Erde ungenutzt in den Weltraum abgestrahlte Energie von 30%, bereits berücksichtigt worden. In Abb. 1.22 ist der von der Sonne kommenden Strahlung ein Wert von 100 Einheiten zugeordnet worden. Von diesen 100 Einheiten der Solarstrahlung werden 16 Einheiten durch stratosphärisches Ozon, troposphärischen Wasserdampf und Aerosole sowie 4 weitere Einheiten durch Wolken absorbiert. 50 Einheiten werden direkt an der Erdoberfläche absorbiert. Das heißt insgesamt werden 70 Einheiten der Solarstrahlung absorbiert oder in Wärme umgewandelt, um die Erdoberfläche zu erwärmen und damit beispielsweise die thermohaline Zirkulation[34] anzutreiben. Die verbleibenden 30 Einheiten der Solarstrahlung werden durch die Atmosphäre in den Weltraum zurückgestreut (6 Einheiten), an Wolken (20 Einheiten) oder direkt an der Erdoberfläche (4 Einheiten) reflektiert und tragen damit nicht zu physikalischen oder chemischen Prozessen im Klimasystem bei.
Von den 50 an der Erdoberfläche absorbierten Einheiten der Solarstrahlung werden 20 Einheiten als langwellige Strahlung von der Erdoberfläche emittiert, wovon 6 Einheiten zur langwelligen Ausstrahlung am Oberrand der Atmosphäre beitragen und 14 Einheiten wiederum durch Absorptionsprozesse von Wasserdampf und Kohlendioxid der Atmosphäre zugute kommen. Die verbleibenden 30 Einheiten werden durch turbulente und konvektive Prozesse in Form von sensibler Wärme (6 Einheiten) und latenter Wärme (24 Einheiten) in die Atmosphäre übertragen. Die Atmosphäre absorbiert insgesamt also 64 Einheiten (20 Einheiten der Solarstrahlung plus 44 Einheiten der von der Erdoberfläche kommenden Energie), die durch Emission von infraroter Strahlung durch Wasserdampf und Kohlendioxid (38 Einheiten) und durch Wolken (26 Einheiten) wieder ausgeglichen wird. Zusammen mit den 6 Einheiten, die direkt von der Erdoberfläche emittiert werden, ergibt sich ein Verlust von 70 Einheiten in Form von langwelliger Strahlung am Oberrand der Atmosphäre, der genau die 70 absorbierten Einheiten der kurzwelligen Solarstrahlung ausgleicht. Unter diesen Bedingungen ergibt sich eine Gleichgewichtstemperatur der Erde von 255 K (ca. –18°C), die durch den natürlichen Treibhauseffekt auf einen Wert von 288 K (15°C) angehoben wird. Die Energiebilanzrechnungen sind in Wirklichkeit sehr viel

[33] Die Kugeloberfläche ($4\pi\ r^2$) unterscheidet sich nur um den Faktor 4 von der Fläche eines Kreises ($\pi\ r^2$).
[34] Ozeanzirkulation

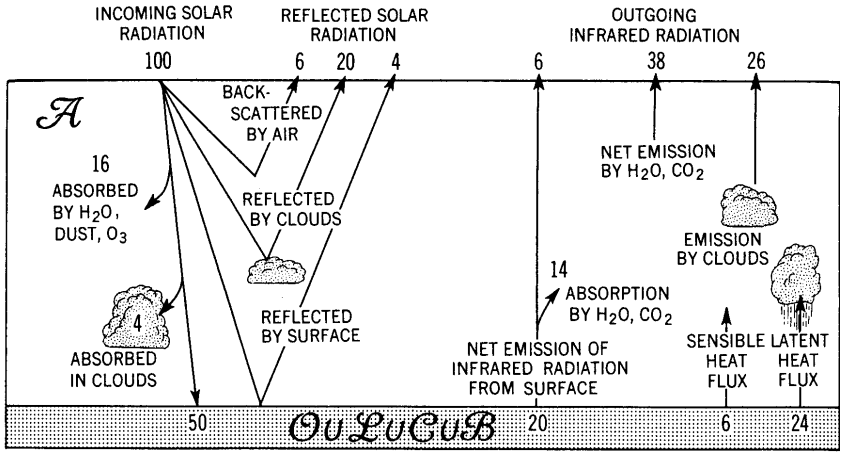

Abbildung 1.22: Schematische Darstellung des mittleren globalen Strahlungshaushaltes des Klimasystems. Der ankommenden solaren Strahlung wurde ein Wert von 100 Einheiten zugeschrieben. (Peixoto und Oort, 1992)

komplizierter, da die Erde während des 11-jährigen Sonnenfleckenzyklus kein Gleichgewicht erreicht, die Erdalbedo ebenfalls geringfügig unterschiedlich für die beiden Phasen des Zyklus ist, es verschiedene Wechselwirkungsfaktoren (z. B. Anstieg von Wasserdampf) gibt, die die Erwärmung verstärken würden, und schließlich Prozesse in der Mittleren Atmosphäre den solaren Einfluss auf das Klima noch verstärken können, worauf im Folgenden näher eingegangen wird.